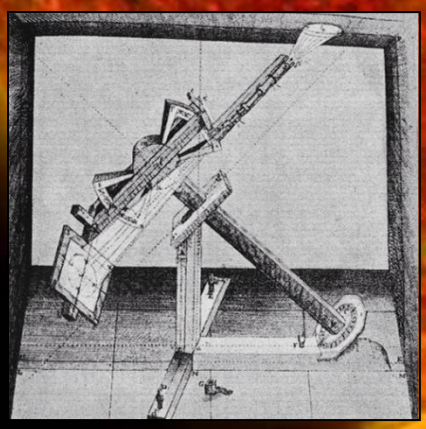
CAPSULA ESPACIAL

Revista digital de astronáutica y espacio

Nº 40 - 2019



Explorando el Sol
Parte - I

Propiedades generales
Atmósfera solar
Instrumentos para observaciones
Historia de las observaciones solares

Estimados lectores

Esta publicación de *Cápsula Espacial* trata de la estrella más próxima y mas estudiada por los científicos, por supuesto que hablamos de nuestro Sol, fuente de luz y calor, como así también el creador de la vida en nuestro planeta; en esta Parte-1 hablamos de la estrella del tipo espectral G-1 (mediana con respecto a las demás del Universo) también nos adentramos en el interior del Sol y hacemos un repaso a sus descubrimientos, desde la época de la inquisición en que el astrónomo Galileo Galilei hizo observaciones solares hasta las actuales.

Cápsula Espacial recomienda: Bajo ningún concepto se puede observar el Sol a través de instrumentos ópticos de cualquier clase a ojo desnudo o sin los correspondientes filtros adecuados a tal efecto.

Usted puede colaborar con la revista para la creación de contenidos a través de los botones de donación que posee el Blog.

Muchas gracias

Biagi, Juan

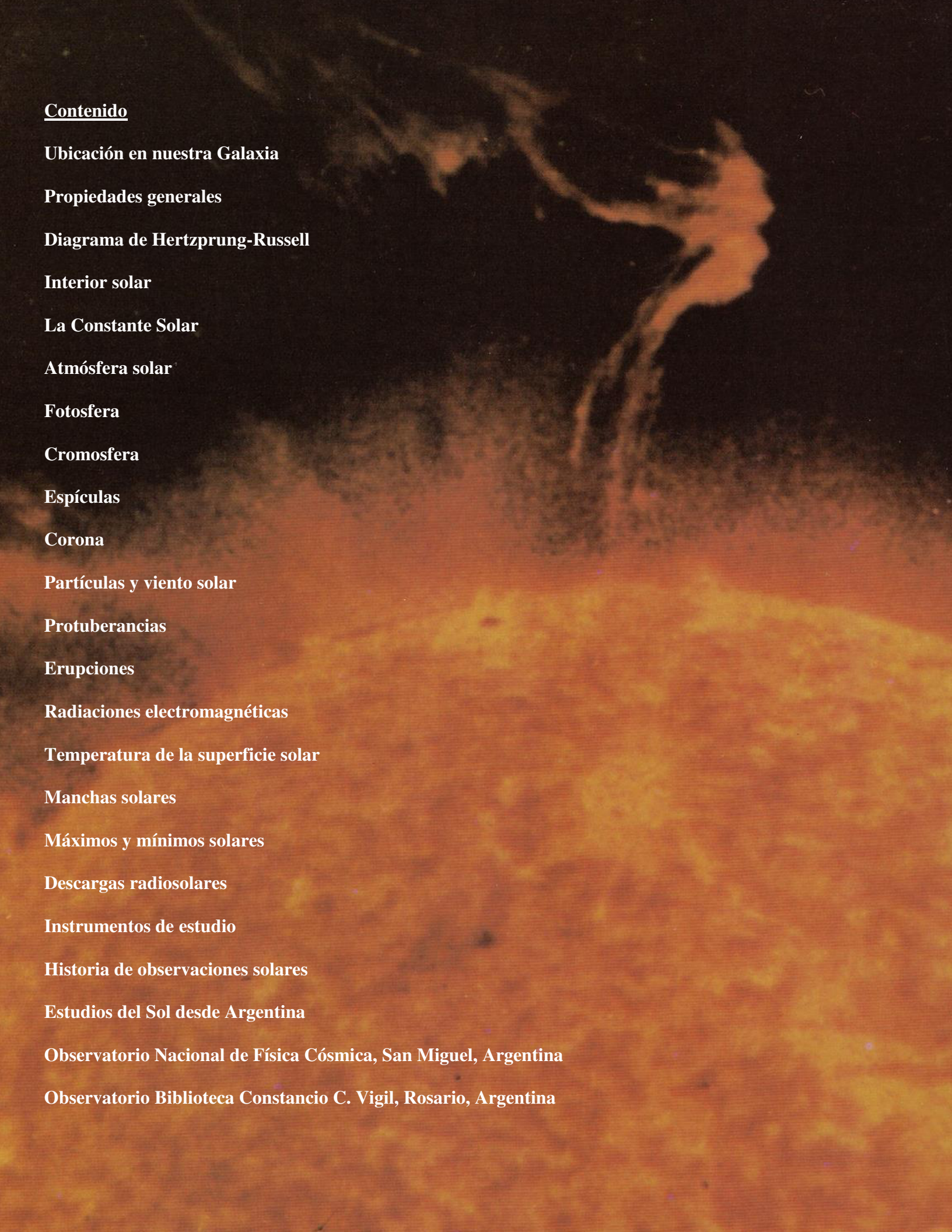
Contacto

https://capsula-espacial.blogspot.com

https://www.instagram.com/capsula_espacial/

r.capsula.espacial@gmail.com

Portada: Fotografía del Sol por la nave Solar Dinamic Observatory (NASA).



Contenido

Ubicación en nuestra Galaxia

Propiedades generales

Diagrama de Hertzprung-Russell

Interior solar

La Constante Solar

Atmósfera solar

Fotosfera

Cromosfera

Espículas

Corona

Partículas y viento solar

Protuberancias

Erupciones

Radiaciones electromagnéticas

Temperatura de la superficie solar

Manchas solares

Máximos y mínimos solares

Descargas radiosolares

Instrumentos de estudio

Historia de observaciones solares

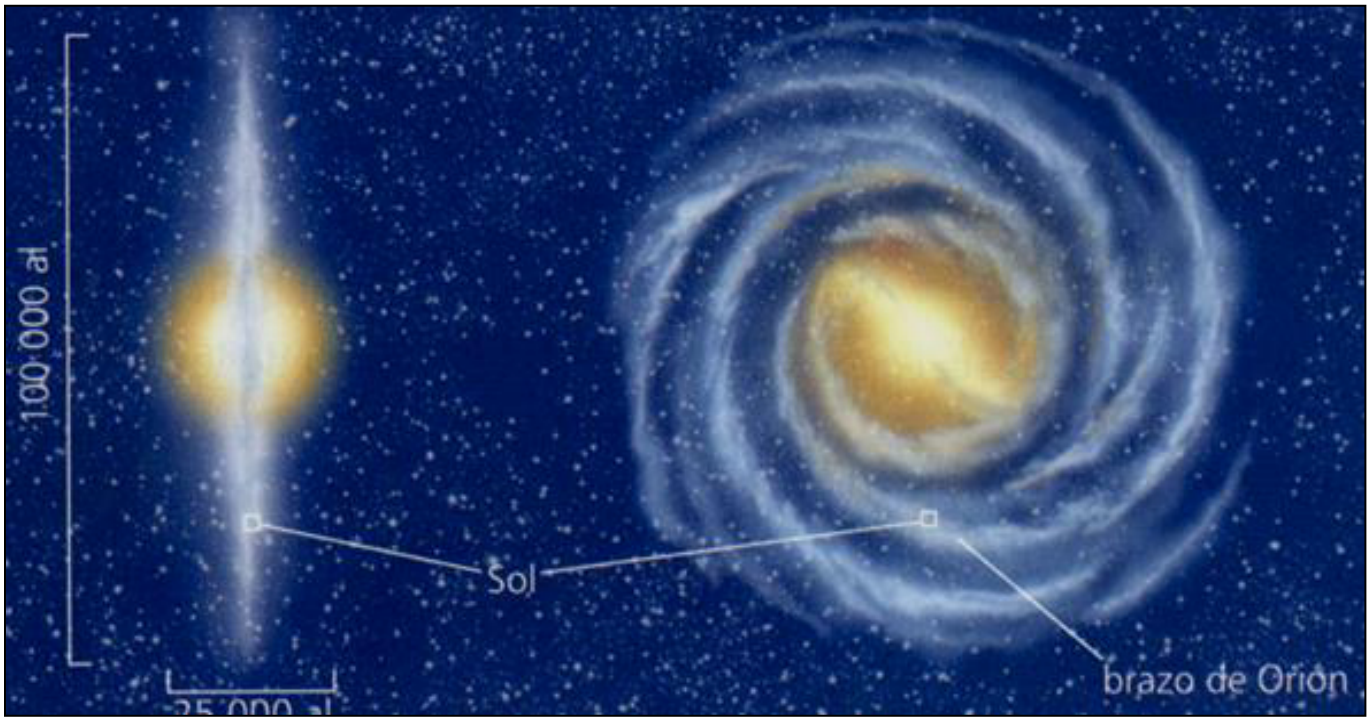
Estudios del Sol desde Argentina

Observatorio Nacional de Física Cósmica, San Miguel, Argentina

Observatorio Biblioteca Constancio C. Vigil, Rosario, Argentina

Ubicación en nuestra Galaxia

Si pudiéramos viajar a una distancia lo suficientemente grande como para visualizar desde allí hacia nuestra Galaxia (Vía Láctea) su apariencia sería parecida a la Galaxia Andrómeda, el Sol (en su posición en el Brazo de Orión) no seria ningún objeto especialmente visible en ese gran conjunto y solo un telescopio de grandes dimensiones podría revelar su débil brillo entre los millones de estrellas similares, a pesar de lo insignificantes y poco destacables que son las estrellas de tipo solar, el Sol tiene un significado especial para nosotros, aunque la Galaxia es la mayor estructura material, es al nivel de las estrellas que hay, la organización mas importante, la vida en la Tierra esta conectada directa e íntimamente al Sol, es el desequilibrio termodinámico que resulta de la intensa producción de calor en las estrellas lo que origina los sistemas biológicos en la superficie de nuestro planeta.



Para tener una idea de las distancias enormes, se considera que el Sistema Solar dista aproximadamente a 25800 Años Luz del centro de la Galaxia, el límite imaginario entre el Sistema Solar y el espacio interestelar se estima que está a 100 UA (15000 millones de Km del Sol) este límite o frontera imaginaria recibe el nombre de Heliopausa, es imaginaria debido a que en el Universo hay más vacío que materia.

En este vacío (espacio interplanetario) hay material proveniente de diferentes elementos de la Galaxia, tanto de cometas y asteroides como de la actividad de los planetas que expulsan partículas que, al no ser retenidas por atmósfera alguna, escapan al espacio.

El Sol expulsa un plasma formado por gases, material disperso sólido y partículas cargadas denominado Viento Solar, la Heliopausa, se ubica en una zona donde el viento solar interacciona con los flujos provenientes de otras estrellas, en el espacio interestelar.

Propiedades generales

El estudio del Sol es interesante por muchos conceptos, en primer lugar, es una estrella de tipo medio (G-1 de acuerdo al diagrama de Hertzprung-Russell creado en 1905) en cuanto a tamaño, masa y temperatura superficial, aunque a escala terrestre está muy distante de la Tierra (150 millones de Km) se halla más cerca de nosotros que ninguna otra estrella, ya que el grupo estelar más próximo lo forman Alfa y Próxima del Centauro (se encuentran unas 300000 veces más lejos que el Sol) en consecuencia, es posible estudiar este con mucho más detalle que cualquier otra estrella, dadas sus características medias, el conocimiento que se puede adquirir sobre nos servirá para comprender mejor el comportamiento de otras estrellas mayores o menores, así como de aquellas estrellas de tamaño y temperatura similares.

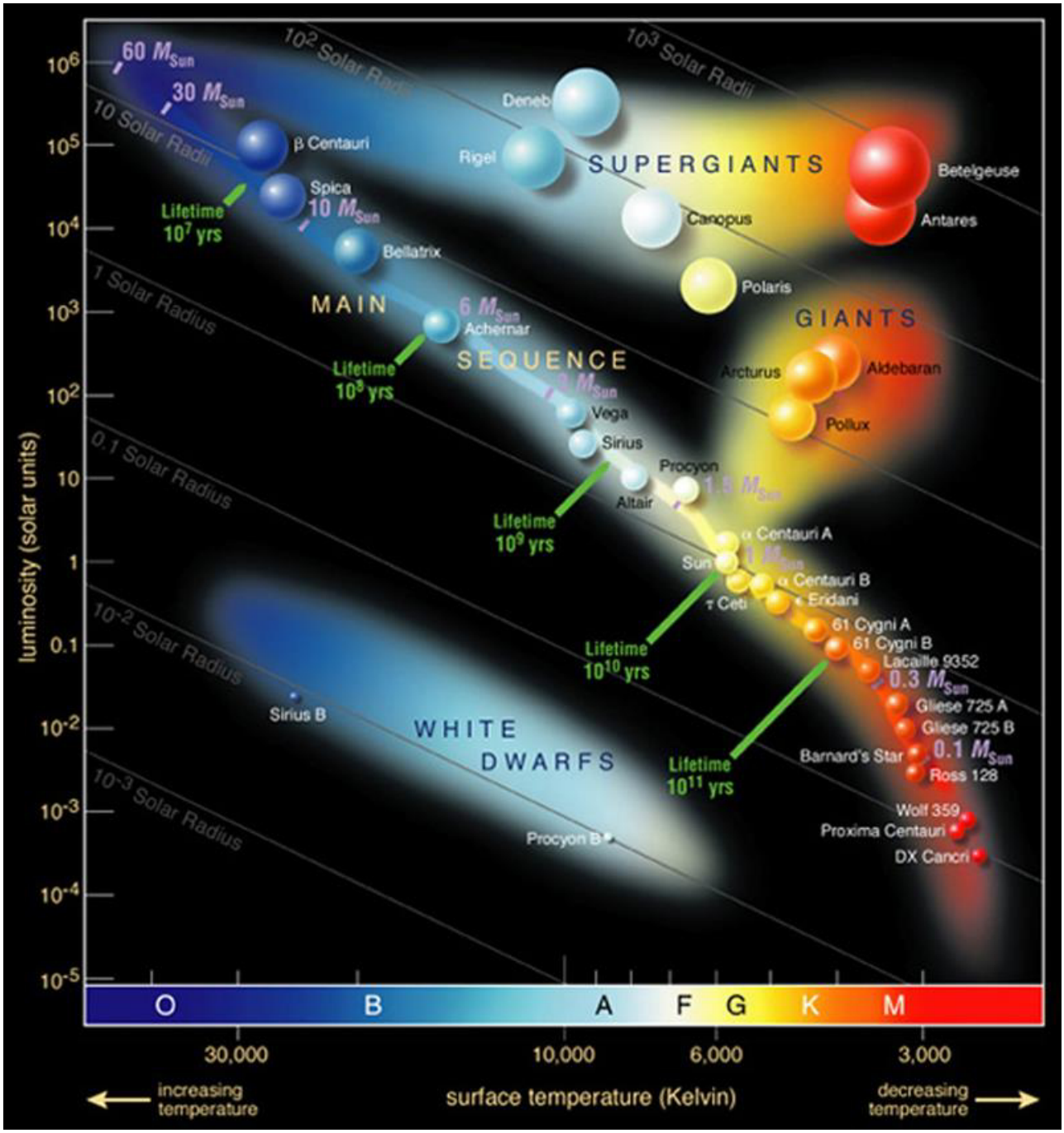
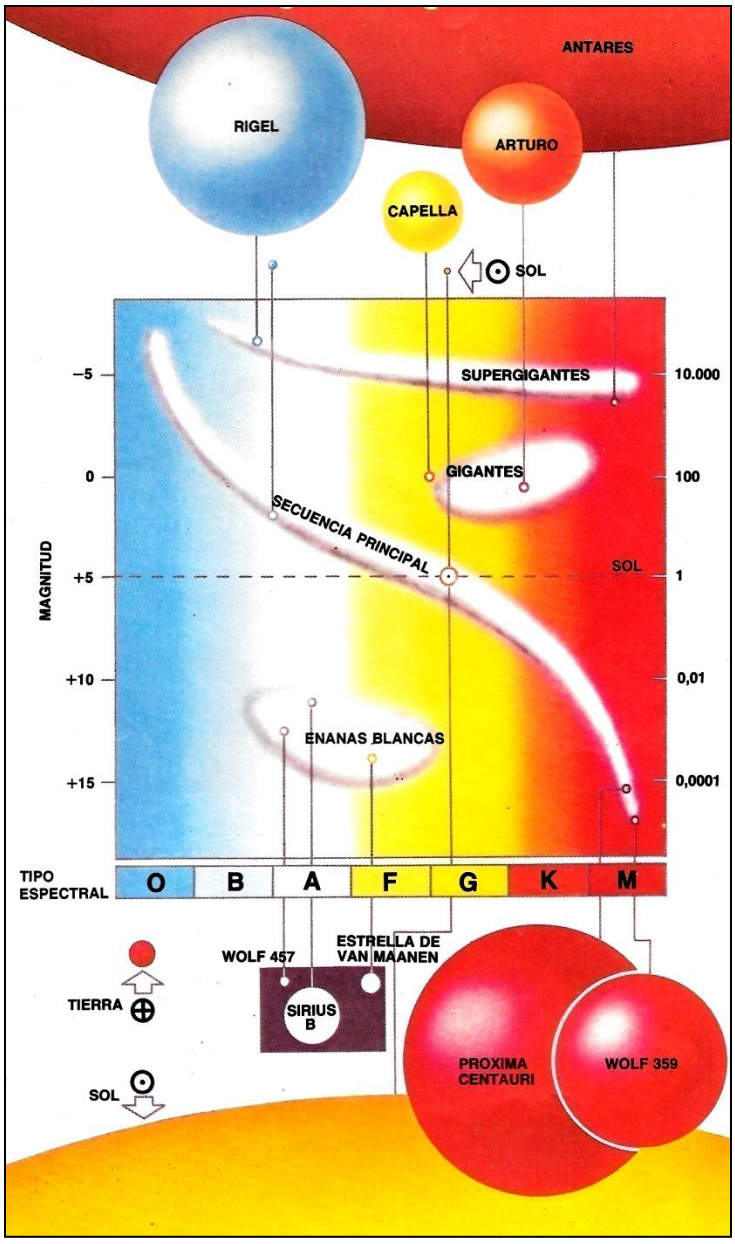


Diagrama de Hertzsprung-Russell

Se llama así en honor de sus descubridores, el astrónomo danés Ejnar Hertzsprung y el norteamericano Henry Norris Russell, como entender dicho diagrama, la luminosidad de una estrella se representa creciendo hacia arriba y la temperatura de derecha a izquierda, si a partir del color de una estrella determinamos su temperatura, tendremos una de las dos magnitudes importantes del diagrama HR y si conocemos la distancia de la estrella, podemos calcular su luminosidad a partir del brillo que presenta en el cielo, tenemos así las dos magnitudes necesarias para dibujar el diagrama HR y podremos dibujar en él un punto que representará la estrella, las luminosidades están indicadas en el borde de la izquierda, la cifra 1000 (10^4) significa que a esta altura están representadas las estrellas cuya luminosidad es 1000 veces mayor a la del Sol (el Sol tiene una luminosidad igual a 1) siendo su temperatura superficial de 5800 °C, el punto representativo estará situado en el centro del diagrama.

Las estrellas cuya luminosidad es superior a la del Sol están situadas encima suyo, las estrellas que emiten menos energía (como Sirio B la enana blanca del sistema de Sirio), están situadas debajo del Sol, las estrellas más calientes que el Sol, como Sirio A, zeta Aurigae B (la estrella caliente del sistema Zeta Aurigae) están situadas a la izquierda del Sol, las estrellas más frías (como Betelgeuse) están situadas a la derecha.



Los puntos del diagrama HR nos dicen ya algo sobre las características de las estrellas, las estrellas frías emiten luz rojiza, en cambio las estrellas calientes, luz blanca o azul, por lo tanto, a la derecha del diagrama tendremos estrellas Rojas, a la izquierda, Blancas o Azul, arriba hay estrellas de gran luminosidad, debajo estrellas de luminosidad débil, pero un cm^2 de la superficie de un cuerpo frío emite poca energía por segundo y si la estrella en su conjunto emite mucho, en su superficie deben caber muchos cm^2 y la estrella ha de ser grande, por lo tanto, en la parte superior derecha del diagrama HR tenemos estrellas grandes, estas se denominan Gigantes y Supergigantes Rojas, podemos abordar de modo parecido la parte inferior izquierda del diagrama, tenemos allí estrellas calientes de poca luminosidad, un cm^2 de la superficie de un cuerpo caliente emite por segundo mucha energía, y si las estrellas emiten muy poco podemos deducir que son pequeñas, en la parte inferior izquierda están las Enanas Blancas (Sirio B es una de ellas) en general, el tamaño de una estrella puede determinarse a partir de su luminosidad y su temperatura superficial, la temperatura nos permite saber cuánta energía emite un cm^2 de superficie, la energía total emitida nos permite calcular el tamaño de la superficie radiante, y por tanto el radio de la estrella.

La distancia del Sol a la Tierra es de 150 millones de Km (unidad astronómica), paralaje solar 8795"; el diámetro aparente (medio) 32,0´; Radio (medio) 696000 Km; masa 1,99 x 10^{27} tn; densidad media 1,41g/cm^2; aceleración gravitatoria 274 m/seg^2; período de rotación (aproximado) 25,4 días en el ecuador, 33 días e 75° (N o S) de latitud.

El Sol es el causante de muchos fenómenos que tienen lugar sobre la Tierra, incluso de la conservación de la vida, sin las radiaciones solares no habría plantas en la tierra y en los mares, con lo cual tampoco habría alimento ni para los animales terrestres, ni para las aves o los peces, los cambios climáticos de gran duración, como los períodos glaciales y también las variaciones relativamente cortas del tiempo, se relacionan, en cierto modo, con la energía recibida por la atmósfera terrestre, procedente del Sol, por otra parte, las tempestades magnéticas, que pueden interrumpir las telecomunicaciones por radio, y las auroras, visibles de ordinario en las regiones polares, se hallan también asociadas con la actividad solar.

El progreso en las exploraciones espaciales ha intensificado la necesidad de profundizar más en el conocimiento del Sol, la trayectoria de un vehículo espacial es afectada por su campo gravitatorio tanto como por el de la Tierra, para un satélite terrestre, la atracción solar es esencialmente constante, y tan pequeña en comparación con la terrestre, que apenas ha de tenerse en cuenta, pero cuando se trata de una nave exploradora que se aleja continuamente de la Tierra, el campo gravitatorio del Sol adquiere cada vez mayor importancia, el cálculo preciso de la trayectoria de un explorador planetario o solar, y aun de un vehículo que vaya hacia la Luna, requiere el conocimiento exacto de la masa del Sol y de su distancia a la Tierra, aparte del efecto directo de la gravedad solar hay que tener en cuenta el indirecto relacionado con la velocidad de la Tierra en su órbita alrededor del Sol, por ser esta órbita ligeramente elíptica la velocidad de nuestro planeta variará, lo que afecta a la trayectoria de todo vehículo espacial.

Otro efecto de la actividad solar totalmente diferente, y que debe ser tenido en cuenta en los vuelos tripulados que se alejan de la Tierra, es la y emisión solar de partículas eléctricamente cargadas, y que recorren millones de Km a través del espacio, estas partículas constituyen un potencial peligro para la salud del hombre, si bien, en general, los vehículos van muy bien protegidos contra estas radiaciones, existen, sin embargo períodos en los que la actividad solar es muy acusada, y la nave espacial debe diseñarse de acuerdo con tales situaciones, es necesario saber mas sobre los factores que determinan esta actividad solar, y la importancia del peligro subsiguiente, para tomar las medidas oportunas de protección en los vehículos espaciales, incidentalmente, el campo magnético terrestre impide el acceso directo de las partículas cargadas procedentes del Sol a la Tierra y a los satélites de esta cuyas órbitas son de altura moderada.

Las características físicas fundamentales del Sol, en primer lugar, son el tamaño, masa y densidad, pero para proceder con orden es preciso conocer la distancia media entre la Tierra y el Sol (Unidad Astronómica) esta unidad es, en esencia, idéntica a la longitud del semieje mayor de la órbita (ligeramente elíptica) que recorre la Tierra alrededor del Sol, la UA se ha medido de varios modos diferentes

El método de la velocidad orbital implica la determinación de la de la Tierra alrededor del Sol por medio del principio de Doppler, la luz de una estrella distante, al igual que la luz del Sol, contiene radiaciones electromagnéticas de diferentes longitudes de onda y frecuencia, un instrumento llamado espectrógrafo separa las radiaciones según su frecuencia (o de onda) y hace posible medirlas, en el espectrógrafo, una radiación con una determinada frecuencia aparece como una simple línea, que se llama línea espectral, de este modo, la luz de una estrella presenta una serie de rayas espectrales que son debidas a los elementos presentes en las capas superficiales de la estrella, el Sol es tan grande que los rayos luminosos que proceden desde allí puede considerarse que llegan paralelos a todas las partes de la órbita terrestre en diferentes posiciones cuando la Tierra orbita alrededor del Sol y se mide la frecuencia de la raya espectral de la luz procedente de la estrella debido al efecto Doppler, la frecuencia observada de la raya será 1.

La constante solar (la cantidad total de energía procedente del Sol) llega a la Tierra sobre una superficie de 1 cm^2 en forma perpendicular a los rayos solares durante 1 min, se ha podido determinar experimentalmente transformando tal energía en calor y midiendo la elevación correspondiente de temperatura de un cuerpo de masa y calor específico conocidos.

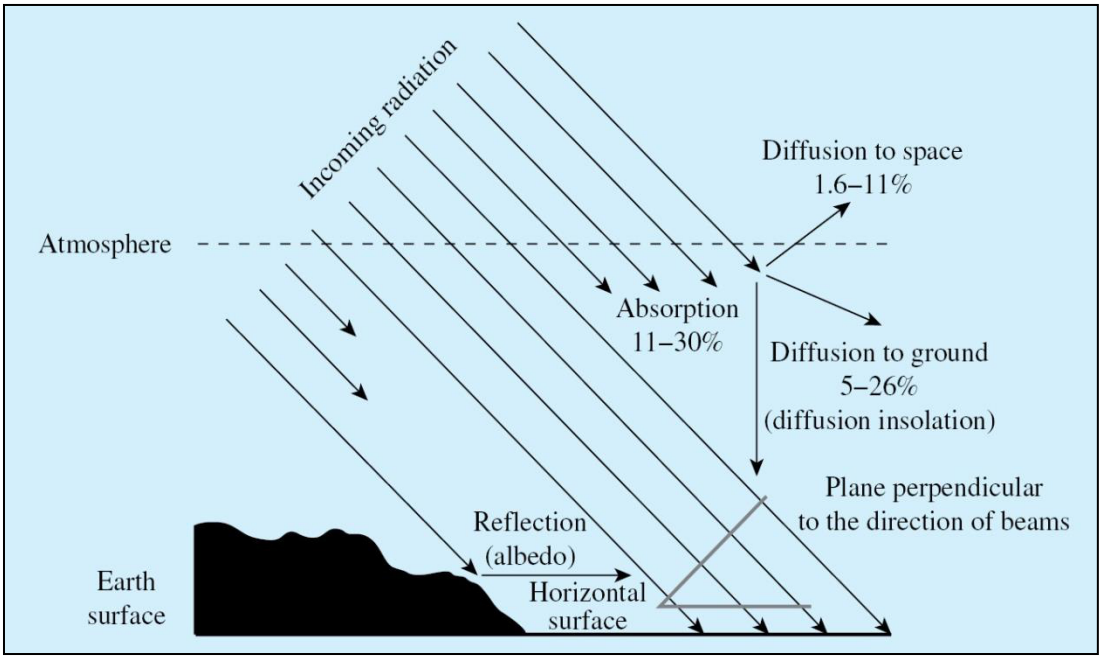
Interior solar

Se ha ideado una representación o modelo del Sol suponiendo que su interior se compone de una mezcla gaseosa perfecta de Hidrógeno y Helio, se ha hecho un cálculo, punto por punto, desde el centro hacia la periferia, sobre la base de que la presión hacia el interior en cada punto, debida a la gravedad y determinada a partir de la masa que hay por encima del mismo, está equilibrada por la presión cinética producida por las partículas del gas, no obstante las enormes presiones y densidades, es razonable suponer que el Sol se comporta como un gas perfecto debido a las temperaturas tan elevadas que en él imperan.

El modelo, admitiendo una temperatura de unos 15000000 °C en la región central o núcleo del Sol, en este supuesto, la mayor parte de la energía solar se producirá por el mecanismo de la cadena protón-protón, y una pequeña parte, si es que la hay, se deberá al ciclo del Carbono, la densidad del gas en el centro, donde tienen lugar las reacciones, se calcula que es aproximadamente de 100 g/cm^3 (cien veces mayor que la densidad del agua en condiciones normales) para que un gas alcance tal densidad a las elevadas temperaturas del interior solar, es preciso que la presión tenga un valor enorme, del orden de 7×10^{10} Kg/cm^2, a tales temperaturas, los átomos de Hidrógeno y Helio están totalmente descortezados y el centro del Sol contiene solamente núcleos y electrones libres, la cuestión siguiente a considerar es cómo pasa la energía engendrada en el interior del Sol a las capas superficiales, desde donde es irradiada, existen tres procedimientos generales mediante los cuales puede fluir el calor de una región más caliente a otra más fría, que son por radiación, por convección y por conducción, de estos tres sistemas, no parece que la conducción tenga mucha importancia en el Sol (aunque en algunas estrellas alcance valores apreciables) en la proximidad inmediata del centro solar, donde se engendra la energía, es más importante, probablemente, la propagación del calor por radiación que por convección, debido a ello se admite la existencia de una zona radiante alrededor del núcleo del Sol, en esta zona radiante, la energía pasa de la parte más caliente (interior) a la más fría (exterior) transportada por fotones de radiación, cada uno de los cuales lleva su correspondiente cuanto de energía. La intensidad con que son emitidos los fotones y la distribución de energía entre los mismos está determinada por la temperatura y de aquí que la mayor parte de los fotones que salen del núcleo solar, cuya temperatura es de varios millones de grados, posea energías muy grandes, un fotón con un elevado cuanto de energía, que sale del núcleo solar y penetra en la zona radiante, donde será absorbido por una partícula material (átomo, un ion o un electrón) al cabo de muy poco tiempo (generalmente una pequeña fracción de segundo) la partícula emitirá uno o más fotones cuya energía será menor que la del fotón absorbido, estos fotones emitidos serán después absorbidos, a su vez, por otras partículas materiales, y de nuevo emitidos otros fotones con energía menor que las de estos últimos, de este modo se va transmitiendo o propagando la energía de un punto a otro, los fotones se mueven en los dos sentidos, unos desde el núcleo hacia la zona radiante, y otros, al contrario, pero debido a la mayor temperatura en el núcleo solar los fotones que marchan hacia afuera transportan más energía que los que se mueven en sentido opuesto, el resultado de todo ello es el traspaso de energía desde el núcleo solar y a través de la zona radiante, hay que considerar dos puntos importantes con respecto a la propagación de energía, en primer lugar, al pasar los fotones a través de la zona radiante no lo hacen en línea recta, y por ser emitidos en direcciones arbitrarias la sucesión de absorciones y de emisiones conduce a una marcha al azar para cada fotón, en consecuencia, aun cuando un fotón se mueve con la velocidad de la luz, durante sus períodos de libertad, es decir, entre una emisión y la absorción o siguiente, su velocidad de propagación hacia afuera es realmente muy pequeña, se ha calculado que en el Sol, en la zona radiante, un fotón recorre solamente por un término medio la milésima parte de un cm antes de ser absorbido, ocurriendo gran número extraordinario de absorciones y de emisiones fortuitas antes que la energía transportada por los fotones alcance el límite superior de la zona, se ha estimado en un millón de años el tiempo transcurrido desde que la energía que se produce en el interior del Sol hasta que es emitida por la fotosfera, las variaciones de corta duración que se observan en la constante solar se deben probablemente a esta causa.

La Constante Solar

La energía solar llega a la atmósfera terrestre en forma de una mezcla de diferentes radiaciones, entre las cuales se encuentran la IR, la visible y UV , una superficie negra tiene la propiedad de absorber estas radiaciones casi por completo y convertir su energía en calor, por esta causa, si se expone al Sol un cuerpo con su superficie ennegrecida, su aumento de temperatura medirá, en cierto modo, la energía total de las radiaciones que inciden sobre tal superficie, conociendo las dimensiones de la superficie expuesta y el tiempo que dura la exposición se puede calcular la Constante Solar, después de hechas las correcciones oportunas, también el método del bolómetro (instrumento inventado por Samuel Langley) mide el aumento de temperatura de una tira de platino ennegrecida y expuesta a la radiación solar, en función del aumento simultáneo de su resistencia eléctrica, esta última se determinará con mucha precisión por comparación con una tira similar de platino protegida contra la radiación del Sol.

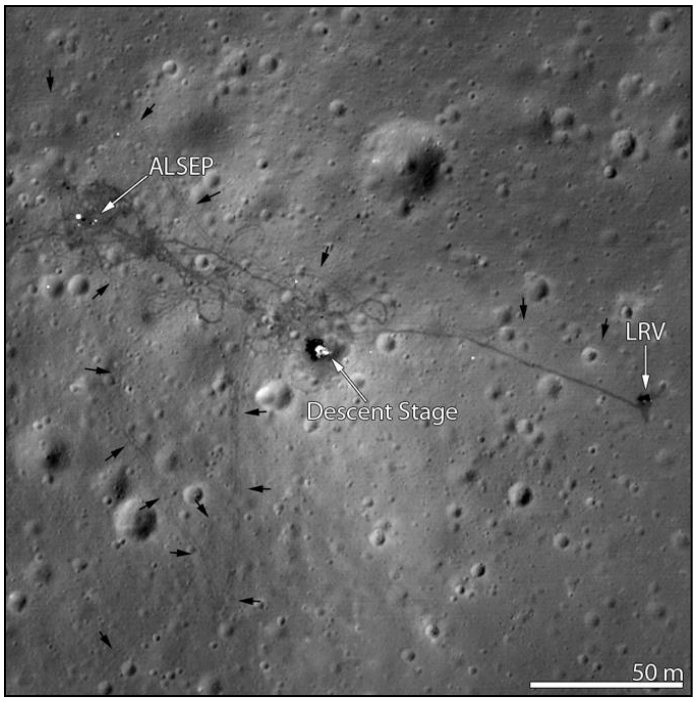


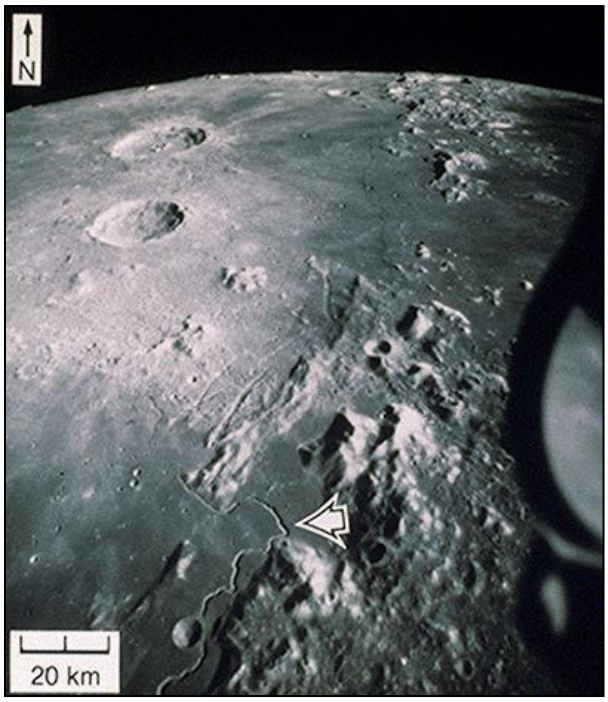
Estas mediciones suelen hacerse sobre la superficie de la Tierra y han de corregirse en vista de la radiación que ha sido absorbida o reflejada durante su paso a través de la atmósfera, Desgraciadamente, es muy difícil de determinar con exactitud esta cantidad, porque una parte de las radiaciones solares, por ejemplo de la región UV y, en parte, de la IR, es absorbida casi completamente por la atmósfera, llegando muy poca cantidad a la superficie terrestre, por el contrario, solo es absorbida una pequeña parte de la radiación visible cuando la atmósfera está clara, de aquí que, en rigor, las mediciones de la absorción se deban realizar sobre toda la gama solar de longitudes de onda.

Por ser muy pequeña la proporción de radiación ultravioleta solar por encima de la atmósfera terrestre, se puede tener una indicación razonablemente satisfactoria de la corrección por absorción del siguiente modo, midiendo la radiación solar (compuesta casi por entero de luz visible y parte de la IR) dos veces al día, una con el cielo despejado y otra cuando el Sol está más bajo (en esta posición del Sol, es mayor la radiación absorbida, por ser también mayor el espesor de atmósfera atravesado por la misma antes de llega al lugar de la observación) comparando las dos mediciones, se puede estimar la absorción atmosférica y aplicar la correspondiente corrección, aparte la poca exactitud en la determinación de la absorción atmosférica, existe la posibilidad de que la constante solar no sea realmente constante, sino que varíe en cierto grado.

Partiendo del valor experimental de la constante solar, se ha encontrado que la temperatura de la superficie radiante del Sol es de 5530 °C, siendo una temperatura media, porque la radiación solar que llega a la Tierra no es emitida por una sola superficie del Sol, sino más bien por una capa de varios centenares de Km de espesor, a una temperatura de unos 5500 °C todas las sustancias conocidas se convierten en gases; no pueden existir cuerpos sólidos ni líquidos a tal temperatura, puesto que las demás partes del Sol están más calientes que la superficie, hay que deducir que el Sol es de naturaleza totalmente gaseosa, como la densidad media del Sol es de 1,41 g/cm^2, es evidente que, por lo menos en el interior del astro, los gases están sometidos a presiones muy altas, si bien permanecen en este estado a causa de las temperaturas extraordinariamente elevadas, se calcula que en el centro del Sol, donde se engendra su energía, los gases son unas cien veces más densos que el agua en las condiciones normales de la superficie de la Tierra.

De gran valor sería es el estudio del Sol y de la relación Sol-Tierra, un conocimiento más preciso de la constante solar y especialmente de su variación a lo largo de cierto número de años, contribuye eficazmente a1 progreso de las predicciones del tiempo a largo plazo y aporta alguna luz al problema no resuelto de los períodos glaciales, el único procedimiento para obtener datos de confianza es el de hacer las mediciones en el espacio, sobre la atmósfera terrestre, una estación en la Luna es ideal a este respecto, la determinación de la constante solar y de su variación con el tiempo puede representar una de las importantes contribuciones en el futuro de la ciencia espacial, la radiación solar y terrestre están separadas por la naturaleza durante el día y la noche debido a la rotación sincrónica del sistema Tierra-Luna, un observatorio en el lado cercano de la Luna tiene una cobertura de la Tierra en todo el disco, además, la temperatura del regolito lunar es un amplificador de la señal de radiación terrestre, la primera observación importante desde el espacio profundo de la radiación entrante y saliente podría haber sido hecha inadvertidamente por la misión Apollo-15, como beneficio adicional del experimento de flujo de calor, en el sitio de aterrizaje de la misión Apollo-15 Hadley Rille (fotos) se registró la temperatura de la superficie lunar in situ durante un período de 41 meses a partir de seis termómetros dejados en la superficie, las misiones Apollo demostraron patrones distintos en las temperaturas de la superficie lunar diurna y nocturna, aparentemente gobernadas por radiaciones solares y terrestres, respectivamente, este estudio no se centró en la detección cuantitativa de señales de radiación de la serie temporal de temperatura de la superficie lunar, más bien, el objetivo de este estudio fue mostrar que el análisis de la temperatura de la superficie lunar representó un enfoque novedoso para estudiar la radiación del sistema climático de la Tierra.

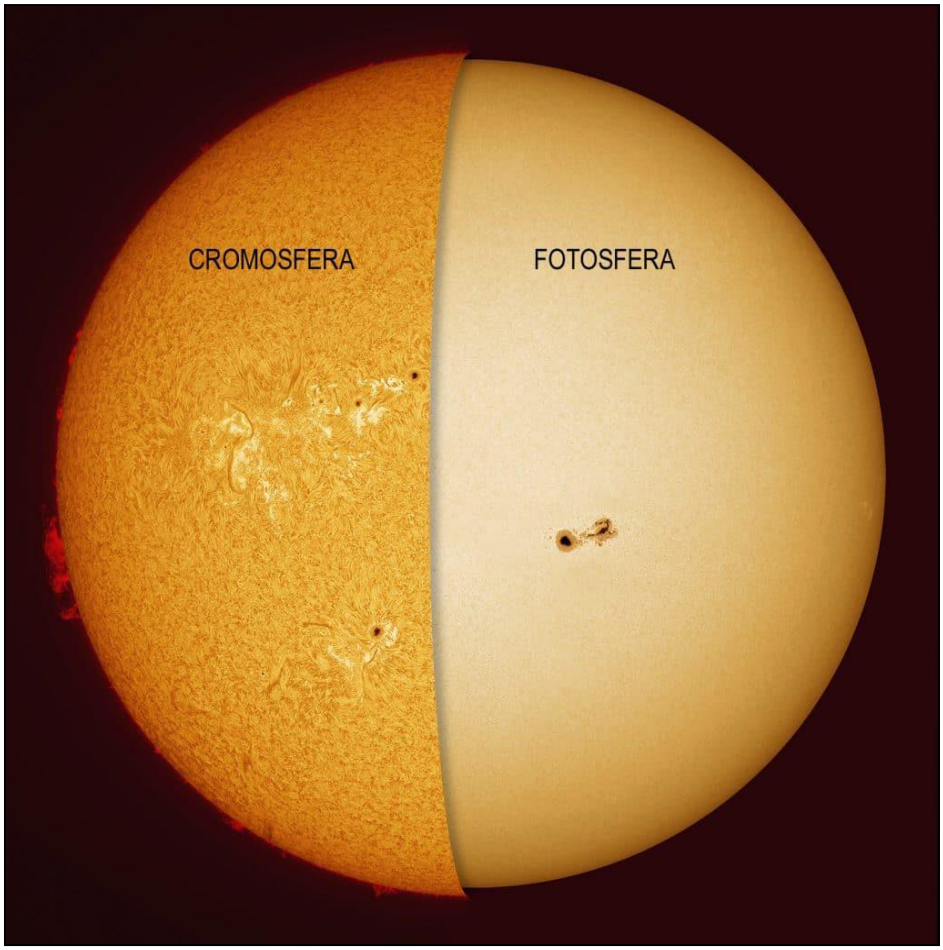




Atmósfera Solar

Fotosfera

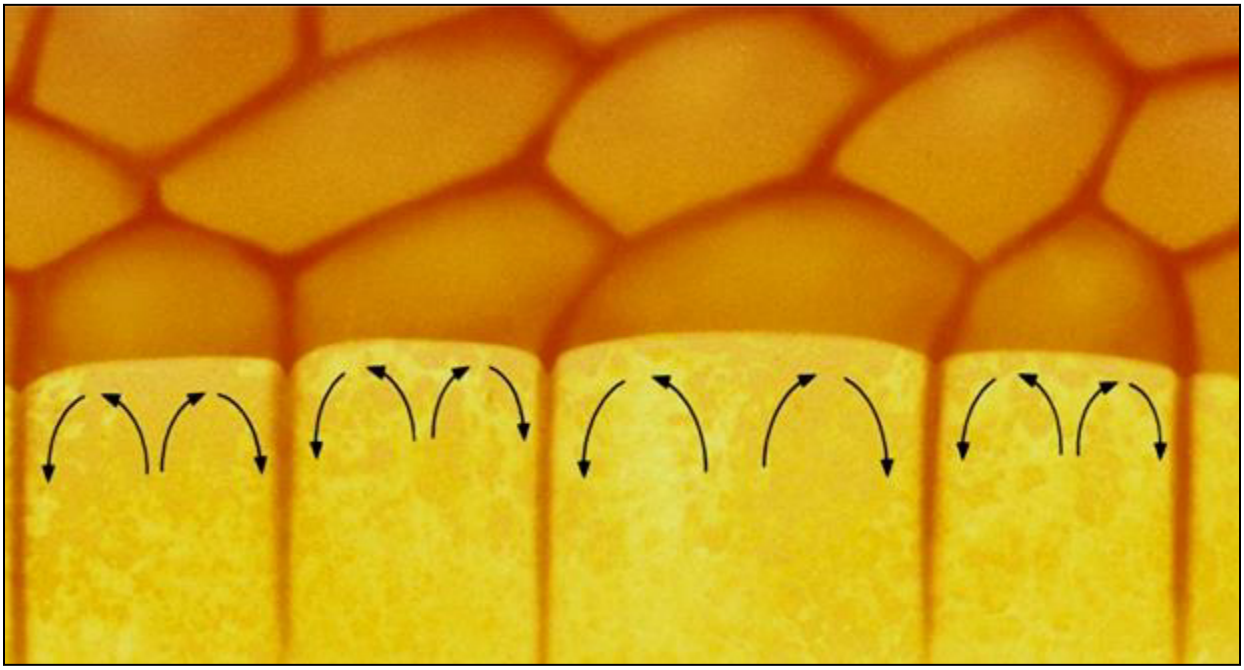
El Sol se compone de cierto número de capas concéntricas, pero todo lo que puede observarse por medios ópticos, o registrarse con instrumentos, es la cubierta exterior, llamada, a veces, atmósfera solar, nada se sabe del interior del Sol por observación directa, pero es posible obtener o deducir algunas propiedades sobre su estructura, la parte visible del Sol o que puede fotografiarse en condiciones normales se llama fotosfera (del griego photos, luz) y constituye una capa relativamente delgada de la atmósfera solar (400 Km de espesor) que emite casi todo el calor y la luz que llegan a la Tierra, el radio del Sol es realmente el radio exterior de la fotosfera, examinando una fotografía del disco solar, tomada con película cuya sensibilidad es análoga a la del ojo humano, se ve que la fotosfera es algo oscura en los bordes, es decir, en el limbo, que en el centro, un observador (telescopio o cámara) en la superficie de la Tierra, mirando directamente hacia el Sol con sus correspondientes filtros solares puede ver hasta cierta distancia dentro de la fotosfera, la radiación procedente de la parte situada a más profundidad no se ve a causa de la absorción que experimenta al atravesar la fotosfera, para que la radiación en el borde, atraviese la misma distancia a través de la fotosfera, es preciso que tenga su origen en un punto más alejado del centro del Sol, el hecho de que aparezca el limbo más oscuro se debe a que la temperatura es más baja, de aquí hay que deducir que la temperatura de la fotosfera no es uniforme, sino que disminuye hacia afuera, se ha estimado q a una profundidad de unos 300 Km desde la superficie de la fotosfera, que es el nivel más bajo desde el cual las radiaciones solares pueden alcanzar directamente la Tierra la temperatura es muy próxima a los 7230 °C, y va disminuyendo gradualmente hasta unos 4430 °C cerca de la capa exterior de la fotosfera, la temperatura aparente de la superficie solar de 5526 °C (calculada en función de la constante solar) es un valor medio.

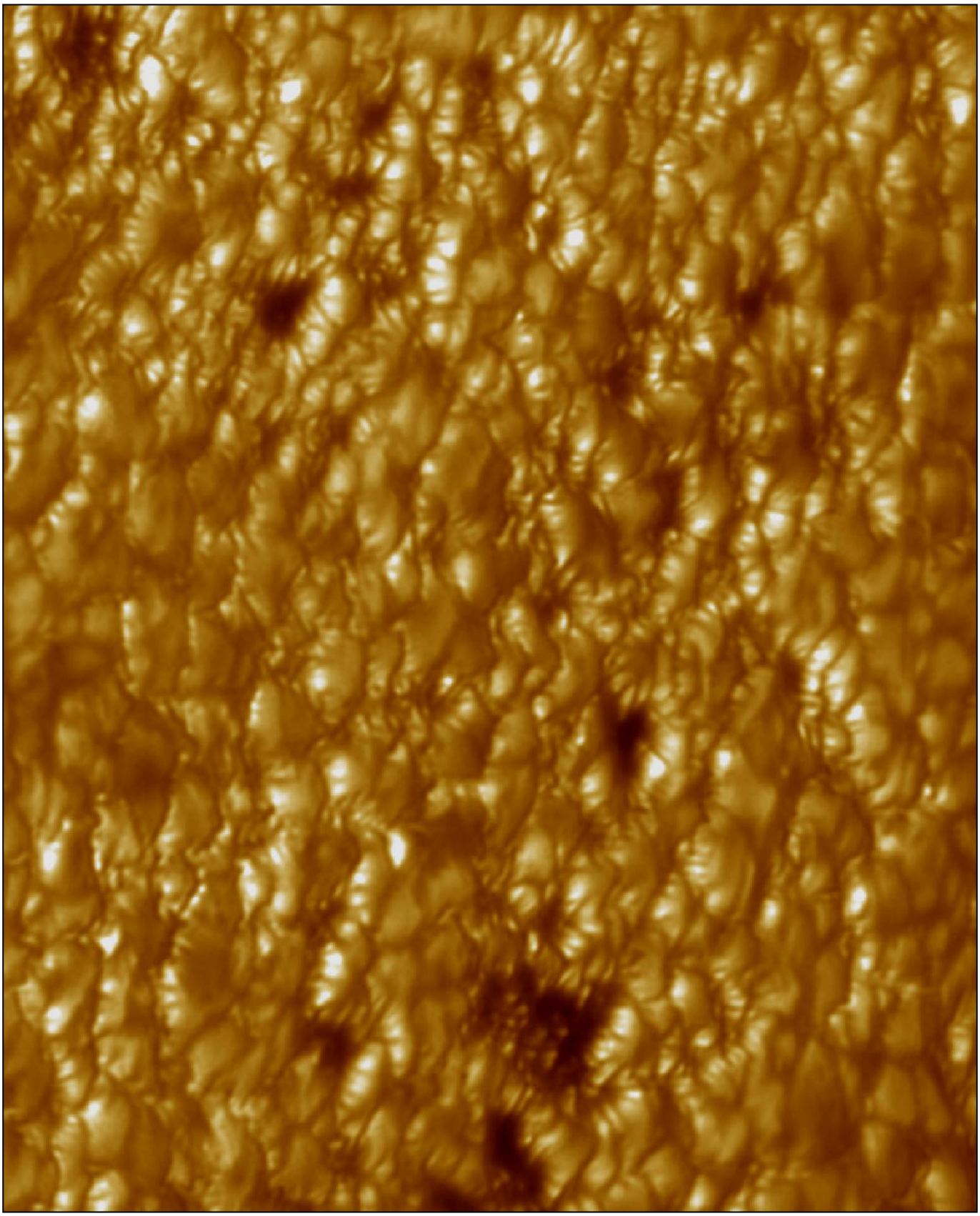


Se sabe desde hace mucho tiempo que la superficie no perturbada de la fotosfera, es decir, donde no se producen manchas solares, posee una estructura granular, la observación de estos gránulos requiere una fotografía de gran poder resolutivo, o sea, de una pequeña extensión superficial con un alto prado de definición, lo que constituye una gran dificultad, aun cundo muchos telescopios terrestres pueden tomar buenas fotografías del Sol, la turbulenta atmósfera oscurece con frecuencia los detalles, se han logrado resultados satisfactorios en ocasiones en que el cielo estaba excepcionalmente claro, pero las mejores fotografías del Sol se obtuvieron con un telescopios transportados por un globo no tripulado a una altura de 24000 Km u observatorios orbitales y en las cercanías del Sol.

Del examen detallado de fotografías, se desprende que la base de la fotosfera solar está constituida por un gran número de zonas brillantes en forma de polígonos irregulares, de una anchura aproximada de 300 a 1500 Km, separados por estrechas fajas oscuras, la diferencia en el brillo indica que las zonas más luminosas tienen una temperatura de unos 200 °C más alta que la de las zonas más oscuras, los gránulos brillantes no son estacionarios, sino que cambian continuamente de forma, con una vida media de unos 4 min, comparando los espectros de rayas de Fraumhofer de las regiones más luminosas y más oscuras, se ve que hay un claro corrimiento Doppler de frecuencia, lo que indica que tales regiones se mueven una con respecto a otra, las zonas granuladas brillantes se desplazan hacia arriba, es decir, desde el centro del Sol hacia afuera, mientras que las zonas intergranulares lo hacen hacia adentro, la velocidad relativa varía de uno a otro gránulo, pero se puede tomar como valor medio una velocidad algo superior a 0,8 Km/seg.

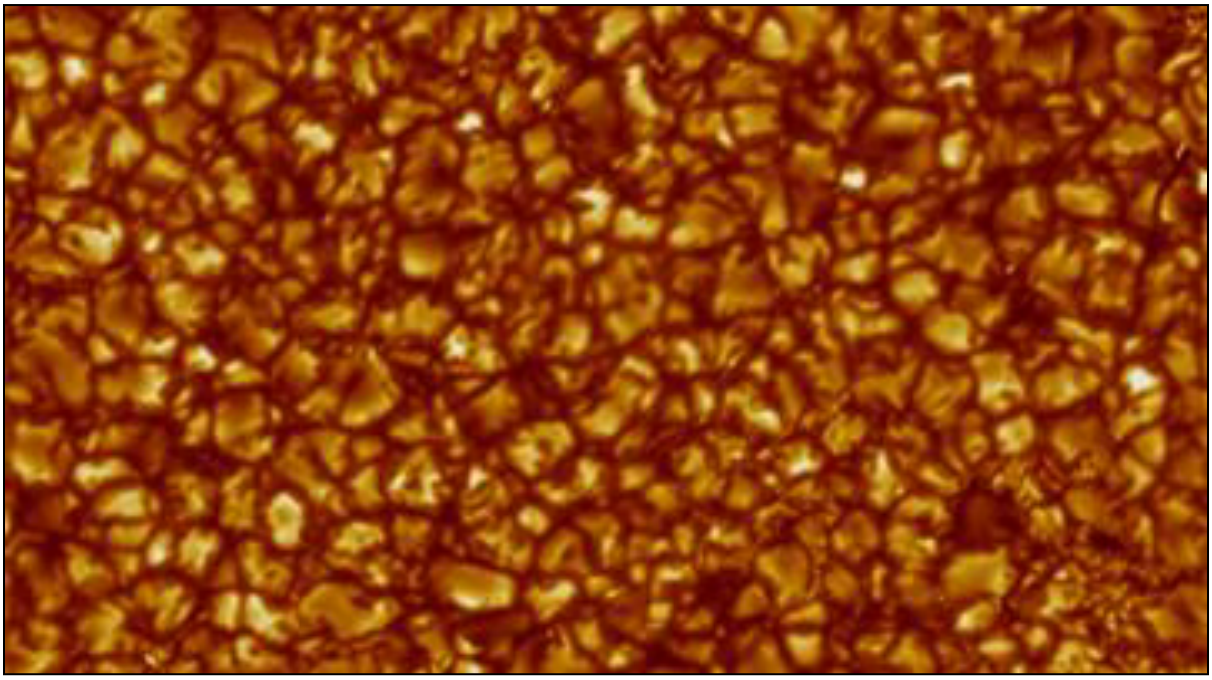
La apariencia granular de la superficie solar se considera como prueba evidente de que existen corrientes de convección en la región opaca situada inmediatamente debajo de la fotosfera, la convección tiene lugar, en general, cuando la capa más baja de un fluido (líquido o gas) se calienta y se dilata, debido a esta expansión, disminuye la densidad y la capa caliente sube a través del fluido, por efecto del campo gravitatorio, al mismo tiempo, las capas superiores, no calentadas, que tienen una mayor densidad, descienden, se hunden, en el fluido, el resultado es una especie de circulación acompañada de una transferencia de calor en la masa fluida, desde las zonas más bajas y calientes a las superiores y frías, los gránulos brillantes de la superficie solar representan, evidentemente, la cima de columnas ascendentes de gases que ha calentado la energía interna del Sol, las regiones más oscuras, intergranulares, son las masas más frías, que se mueven hacia el interior.





Una propiedad importante de la fotosfera es su espectro característico de rayas oscuras, la gran mayoría de estas rayas de absorción se deben a las transiciones de electrones en los átomos, pero también hay noticia de espectros llamados de bandas, de unas 14 moléculas (o quasi moléculas) sencillas, las rayas de Fraunhofer son características de los elementos presentes en la fotosfera y en las capas más bajas de la cromosfera, un detallado examen del espectro durante más de un siglo ha revelado la presencia en la fotosfera solar de 60 a 70 de los 90 elementos que existen en la Tierra, es probable que muchos (si no todos) de los otros elementos existan también en el Sol, pero por una u otra razón no han sido aún identificados, lo cual puede deberse a la tenuidad de las rayas, que son de longitudes de onda inaccesibles al análisis, a la complejidad del espectro de Fraunhofer, con más de 25000 rayas, midiendo la intensidad de las distintas rayas espectrales y teniendo en cuenta las transiciones electrónicas probables, se puede calcular aproximadamente la proporción en que entran en la fotosfera muchos de sus elementos componentes, una comparación con la conocida composición química de la corteza terrestre pone de manifiesto que la proporción de los elementos más pesados (de peso atómico igual o mayor que el del Sodio) es la misma en la fotosfera solar que en la Tierra, los elementos más ligeros, como el Hidrógeno y el Helio son en cambio mucho más abundantes en el Sol, el 90% de los átomos de la fotosfera es Hidrógeno, el Helio constituye un 9,9 %, mientras que los elementos más pesados representan, aproximadamente, el 0,1 % de los átomos, la gran proporción de Hidrógeno y Helio en la atmósfera solar se atribuye, en cierto grado, al campo gravitatorio tan intenso del Sol, que impide el escape de los átomos ligeros.

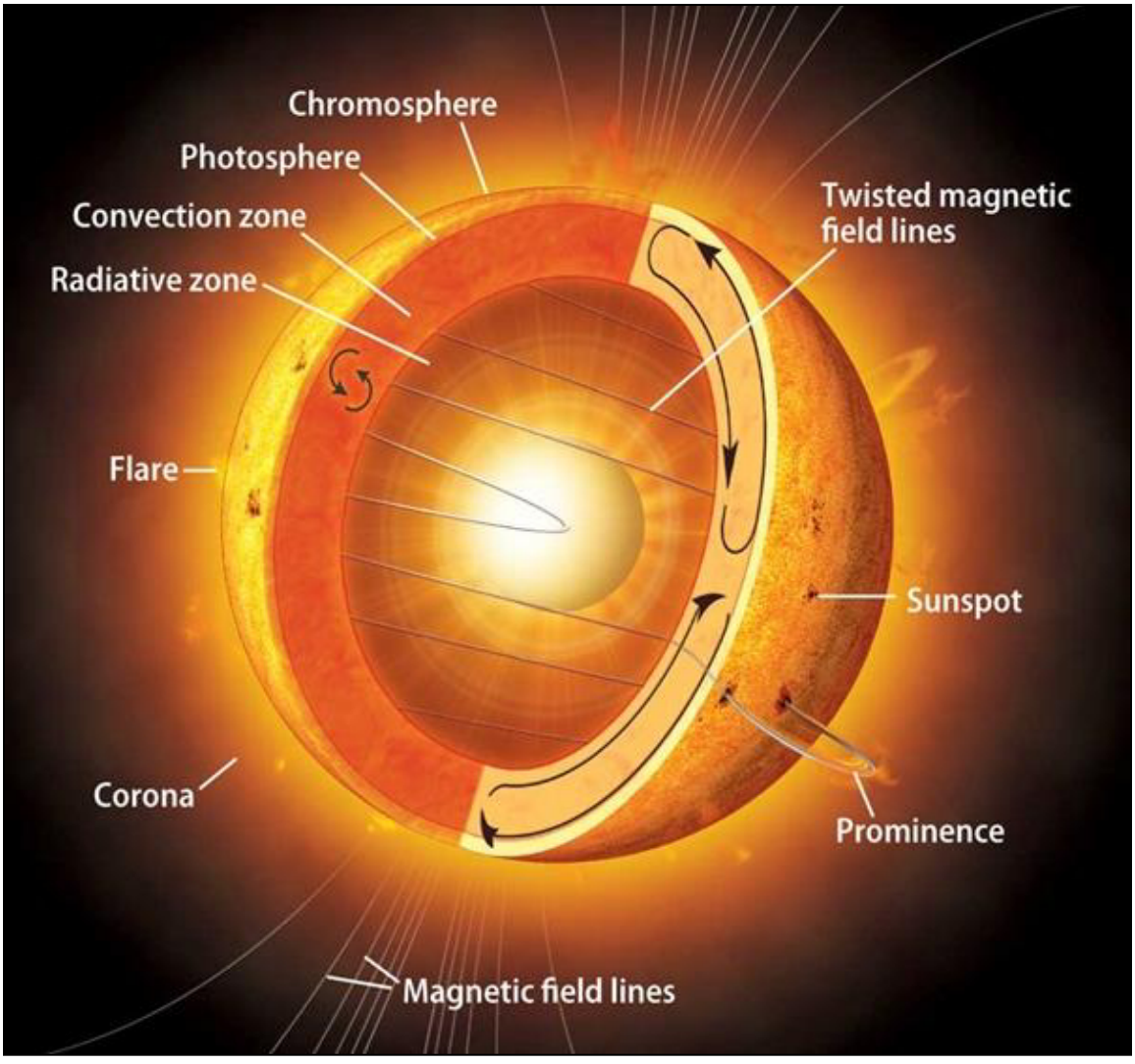
La variación de temperatura con la profundidad en la fotosfera se ha podido estimar por observaciones del oscurecimiento del limbo solar, gracias a mediciones de esta clase hechas entre límites cercanos de longitudes de onda en el espectro continuo y al estudio de las características de las rayas de Fraunhofer, se ha podido calcular la densidad y la presión en la fotosfera, la densidad en la base de esta última capa es aproximadamente de 10^{-7} g/cm^3, frente a los 10^{-3}/cm^3 de densidad del aire en la superficie de la Tierra, en cuanto a la presión en la fotosfera viene a ser la décima parte de la presión normal de la atmósfera terrestre, es igual al producto de la masa de gas situada sobre la unidad de superficie, por la aceleración debida a la gravedad, y, puesto que la gravedad en la superficie solar es unas 30 veces la de la Tierra, la masa total de gas sobre la unidad de superficie de la fotosfera será unas 300 veces menor que sobre la misma unidad de superficie en nuestro planeta, pero la superficie del Sol es tan grande que la masa total de su atmósfera es de unas 1,5 x 10^7 tn, lo que, en esencia, representa la masa de la fotosfera, ya que las densidades de la cromosfera y de la corona son extraordinariamente bajas.



Cromosfera

En sus capas más profundas, la fotosfera se mezcla con una zona opaca llamada covectiva, mientras que sus capas más altas se introducen en la cromosfera, que es una zona virtualmente transparente y de muy poca densidad, que se extiende por fuera de la fotosfera, muy poca radiación solar nos llega directamente de la cromosfera, que, por ser transparente, transmite casi toda la radiación fotosférica, como regla general, puede decirse que la cromosfera solamente es visible durante los eclipses totales de Sol, en que la fotosfera está totalmente oculta por la Luna, un momento antes de la plenitud del eclipse, se ve la cromosfera como una lúnula o arco muy fino, de color rojizo; a este color debe la cromosfera su nombre (del griego chroma, color) en condiciones normales, la intensidad de la luz visible procedente de la fotosfera hace imposible observar la radiación, mucho más débil, emitida por la cromosfera, No obstante, existen técnicas especiales para poder estudiar esta aunque no sea en ocasión de un eclipse solar.

El espesor total de la cromosfera es de 10000 a 16000 Km, según las circunstancias, su temperatura, contrariamente de lo que ocurre en la fotosfera) aumenta hacia afuera, desde unos 4400 °C en su nivel más profundo, donde se junta con la fotosfera, hasta 1000000 °C en su parte superior, la razón de este incremento de temperatura en la cromosfera al aumentar la altura es uno de los mayores problemas, aún no resueltos, de la física solar.



En octubre de 1946 se obtuvo por primera vez un espectro UV de la cromosfera solar desde fuera de la atmósfera terrestre; este trabajo fue realizado por R. Tousey y sus colaboradores utilizando un cohete V-2. Se observó entonces que la intensidad de la radiación cae rápidamente al disminuir la longitud de onda, por lo cual, para obtener un espectro en el extremo dela banda UV, fue necesario disponer de algún medio de orientar al espectrógrafo constantemente hacia el Sol, a fin de prolongar convenientemente la exposición, en 1952, W. Rense y W. Pistenpol montaron un instrumento de esta clase en un cohete sonda Aerobee y desde entonces se han empleado dispositivos semejantes en diversos estudios sobre las radiaciones UV del Sol, hasta longitudes de onda inferiores a los 100 Å.

La propiedad característica de la cromosfera es el color rojizo de la lúnula solar visible inmediatamente antes de completarse un eclipse total de Sol, el análisis espectroscópico demuestra, en estas circunstancias, que el espectro de rayas de Fraunhofer se convierte súbitamente en un espectro de emisión de rayas brillantes, que se llama espectro de destello o de chispa, porque luce repentinamente en cuanto queda el disco solar tapado por la Luna, y solo dura unos cuantos segundos, una de las rayas más brillantes de este espectro es la línea roja del átomo de Hidrógeno (Hα), cuya longitud de onda es de 6563 Å, esta es la luz que ocasiona, en gran proporción, el color rojizo de la cromosfera.

Hay que tener en cuenta que la raya Hoves la primera, la de mayor longitud de onda, de la serie de rayas Balmer del átomo de Hidrógeno en la emisión, todas las transiciones electrónicas de esta serie van al segundo nivel cuántico del átomo de Hidrógeno, y en la absorción, todas proceden de este nivel, en el espectro solar de destello hay otras rayas brillantes: dos del calcio ionizado simplemente (Ca 11) designadas con las letras H (3968 Å) y K (3934 Å) respectivamente, claro está que la cromosfera produce un espectro de emisión en todo momento, pero solamente pueden captarse las líneas brillantes desde la Tierra cuando la fotosfera pierde su luminosidad durante los eclipses, como era de esperar, dada la transición gradual de la fotosfera a la cromosfera, la mayor parte de las rayas brillantes coinciden con las rayas de absorción del espectro normal de Fraumhofer.

Existen, sin embargo, algunas diferencias radicales entre ambos espectros, ciertas rayas del átomo neutro de Helio (He 1), que no se encuentran en el espectro de la fotosfera, y hasta algunas del helio ionizado simplemente (He 1D) aparecen en el espectro de destello de la cromosfera, además, comparando las rayas de elementos metálicos ionizados, del calcio y del hierro (con las de los átomos neutros correspondientes, se ve que las primeras son relativamente más intensas en el espectro de la cromosfera que en el de la fotosfera) el aumento en la proporción de calcio y de hierro ionizados puede atribuirse en parte a la densidad, mucho menor, de la cromosfera, que varía desde unos 10” g jem' en la base, hasta 107% en la parte superior, Resulta así que la frecuencia de las colisiones entre iones y electrones es menor que en la fostosfera, y, en consecuencia, también es menor la frecuencia de las recombinaciones que dan lugar a la formación de átomos neutros o con un grado menor de ionización, la vida de un determinado átomo ionizado en virtud de la separación de algún electrón es, por consiguiente, mayor en la cromosfera, y sus rayas espectrales son más intensas que las de los átomos neutros.

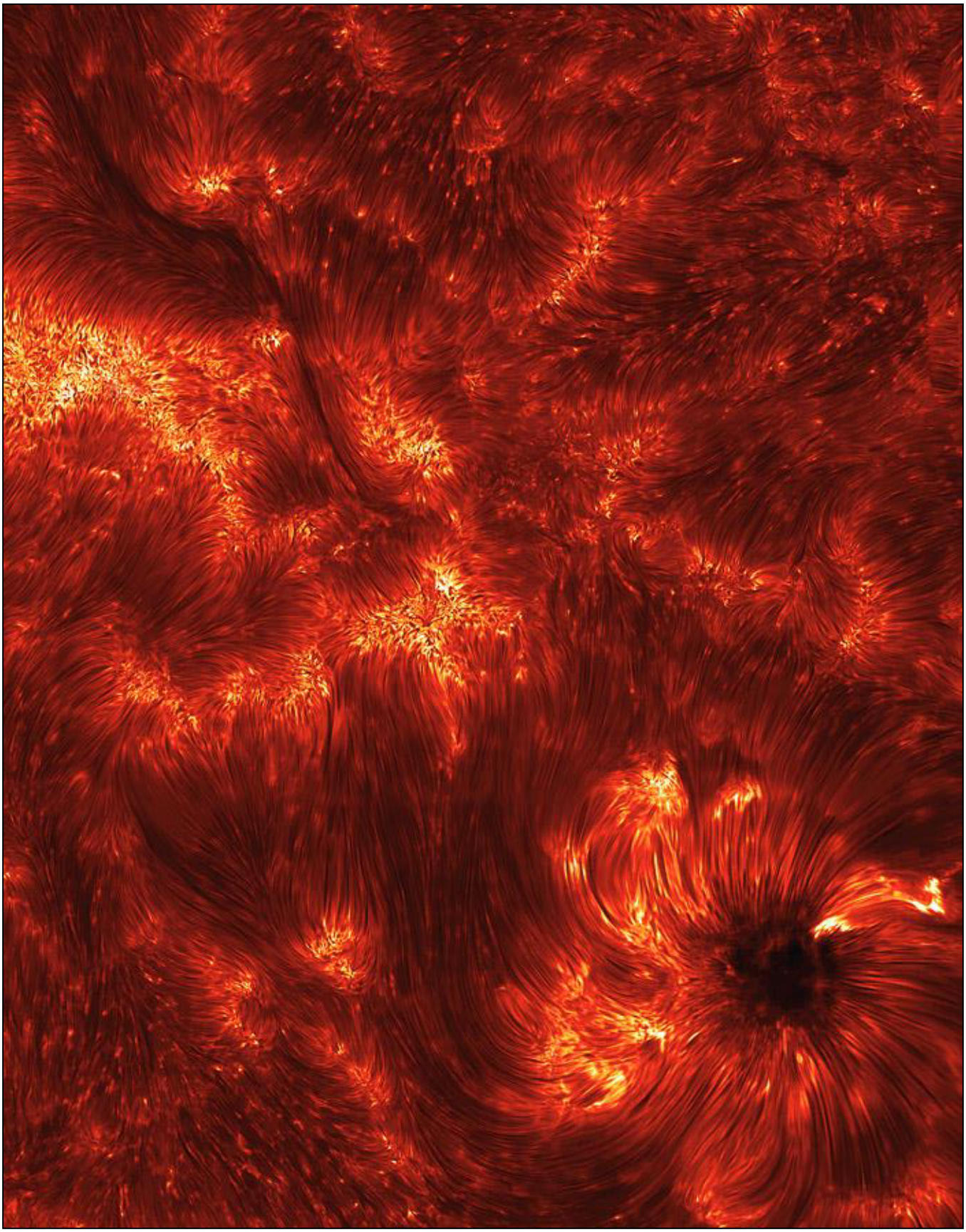
La densidad no puede por sí sola justificar la existencia de las rayas adicionales de Helio (He 1) sobre todo, de las correspondientes al Helio ionizado (He 1), se sabe experimentalmente que, prescindiendo de la presión, las primeras no pueden ser producidas a temperaturas cinéticas mucho más bajas de los 9700 °C, ni las segundas por debajo de los 19700°C). Es evidente, por tanto, que la temperatura en la cromosfera debe pasar considerablemente de los 4500 °C en su base, es decir, junto a la superficie exterior de la fotosfera. Se sabe que en los niveles más altos de la Cromosfera, a una altura de unos 10000/16000 Km, donde se funde con la corona, la temperatura se acerca a 1000000 °C.

Espículas

Las fotografías ordinarias de la cromosfera (como se ve generalmente en el perfil que sobresale del limbo solar en los eclipses) ponen de manifiesto que aquella está compuesta por una región relativamente a nivel, de unos 3200/5000 Km de altura, coronada por un gran número de salientes llamados espículas, que constituyen un fenómeno normal en la superficie solar, ya que se presentan en todo tiempo en las zonas no perturbadas, dada la poca frecuencia de los eclipses totales de Sol, se ha ideado una técnica especial para tomar fotografías del perfil de la cromosfera siempre que el cielo esté despejado, este método hace uso de un coronógrafo juntamente con un filtro que impide la llegada de toda luz, excepto una estrecha banda de 5 Å de ancho que enmarca la raya del hidrógeno, tan destacada en el espectro de destello, las fotografías obtenidas de este modo son muy semejantes a las tomadas durante un eclipse, actualmente este método también lo tienen observatorios solares en órbita del Sol.

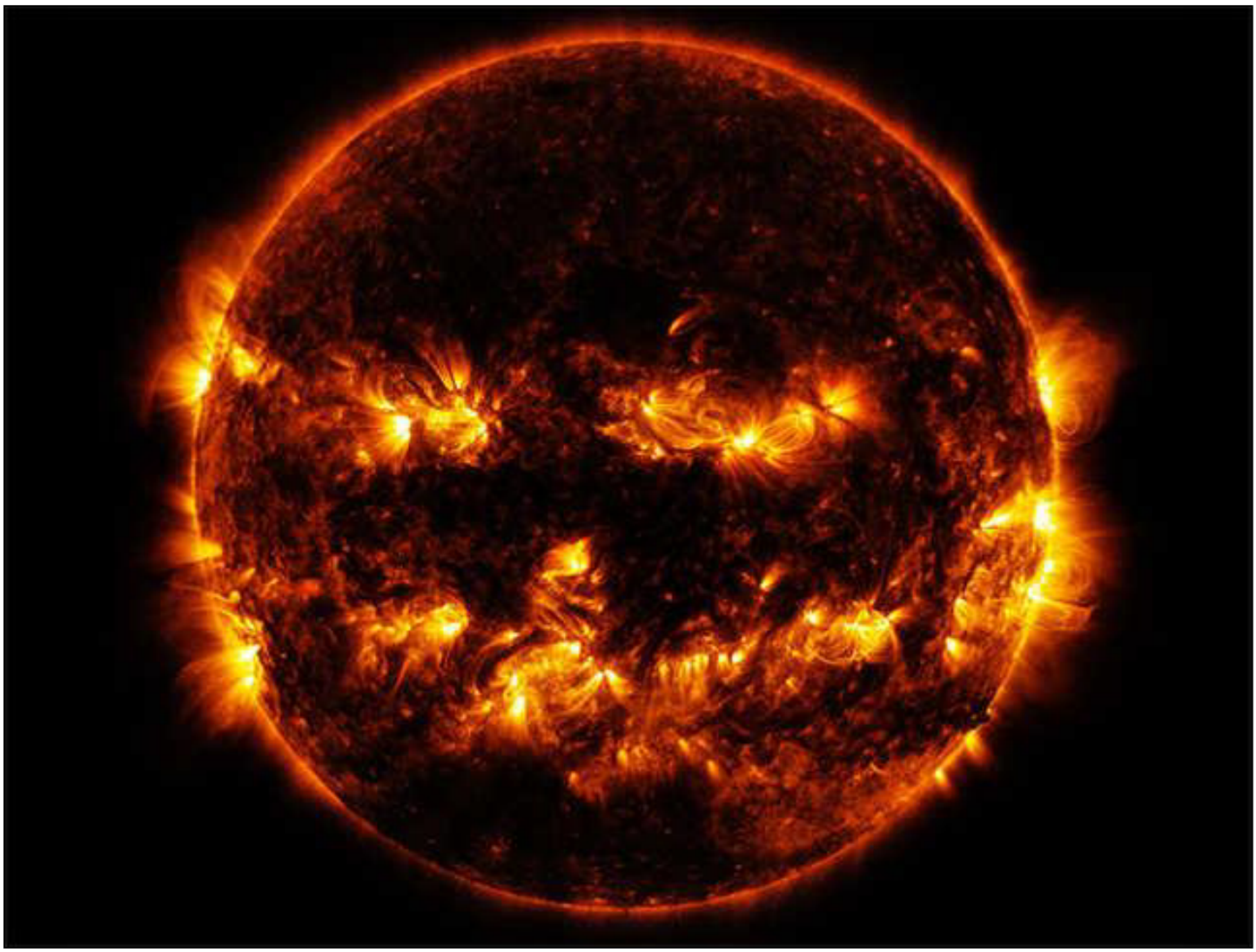
Las espículas que sobresalen del nivel principal de la cromosfera se ven ascender a velocidades de 25 a 32 Km/seg y llegan hasta alturas de 10000/16000 Km desde su base, el diámetro medio de las espículas es de unos 800 Km, después de alcanzar su altura máxima, la espícula parece permanecer estacionaria durante un corto período, para caer después, perder intensidad y debilitarse, la vida total de una espícula dura aproximadamente de medio a varios minutos, con un promedio de 4 a 5 min, se ha calculado que, en un instante dado, hay unas 100000 espículas que cubren un 19% de la superficie solar, es posible que las espículas guarden cierta relación con los gránulos brillantes de la fotosfera, que representan las regiones ascendentes de la zona convectiva, las dimensiones de las secciones transversales son semejantes, pero no se ha podido establecer ninguna otra conexión, se ha observado que las espículas se forman en la cromosfera independientemente de si hay o no manchas o actividad solar alguna; pero no se sabe si el número de espículas varía con la extensión o la intensidad de tal actividad.

Lo que detona el proceso es la liberación de la tensión del campo magnético en la parte baja de la atmósfera solar (la cromosfera) una tensión que se genera en las proximidades de la superficie del Sol por los movimientos aleatorios de ebullición, luego la presencia de partículas neutras (sin carga) facilitan que el campo magnético que contiene esa tensión atraviese la superficie solar, además, la interacción entre partículas cargadas y neutras desempeña también otro papel fundamental, ya que ayuda a liberar la tensión, para descubrir este mecanismo de formación de las espículas, los investigadores utilizaron modelos numéricos muy avanzados, con los que generaron simulaciones que produjeron numerosos de estos chorros de plasma de forma espontánea, uno de sus hallazgos más notables es que los datos de las simulaciones coinciden con las observaciones de espículas reales captadas por el satélite espacial Interface Region Imaging Spectograph (IRIS) de la NASA y el Telescopio Solar Sueco del Observatorio del Roque de los Muchachos, situado en la isla canaria de La Palma.



Corona

Por encima de la cromosfera se extiende la corona, la cual se ve durante un eclipse total de Sol como un halo blanquecino que rodea al disco solar y que alcanza alturas de muchos millones de Km, la intensidad de la radiación que llega directamente de la corona es muy débil, menor aún que la procedente de la cromosfera, por esta razón, para que la corona sea visible es preciso que el disco solar esté oscuro, como ocurre en los eclipses, la invención del coronógrafo, que es un telescopio con un cono central pulimentado que refleja la radiación de la fotosfera, ha permitido estudiar las partes interiores más brillantes de la corona aun cuando no haya eclipse, se obtienen los mejores resultados si la atmósfera terrestre está despejada y limpia, porque la luz dispersada por las partículas de polvo interfiere con la muy débil precedente de la corona, se han hecho algunas observaciones con coronógrafos transportados a grandes alturas por globos o satélites.



Aparte de la verdadera corona, hay otra región denominada corona pulverulenta, el espectro de la corona pulverulenta o corona F, que es mas simétrica que la corona solar y es también visible a distancias considerables del Sol, el espectro de la corona F difiere, con mucho, del de la corona solar en cuanto se parece al de la fotosfera, incluso con las rayas oscuras de Fraunhofer, no existe duda alguna de que corona F es producida por la dispersión de la luz solar normal, es decir, de la procedente de la fotosfera, debida a partículas muy finas de polvo interplanetario esparcidas por todo el Sistema Solar, se ha calculado que el diámetro de estas partículas varía entre una fracción de mm y una micra, y que por término medio solamente hay una partícula en un volumen de unos 10^{13} cm^3 (puesto que la distancia de la Tierra al Sol es aproximadamente de 1,5 X 10^{13} cm, se deduce que, por término medio, hay menos de una partícula por cm^2 de sección recta en el espacio entre ambos astros) la Luz Zodiacal, que puede verse en el cielo en ciertas épocas del año, inmediatamente después del crepúsculo vespertino o antes del matutino, es probablemente una prolongación de la corona F.

Partículas y viento solar

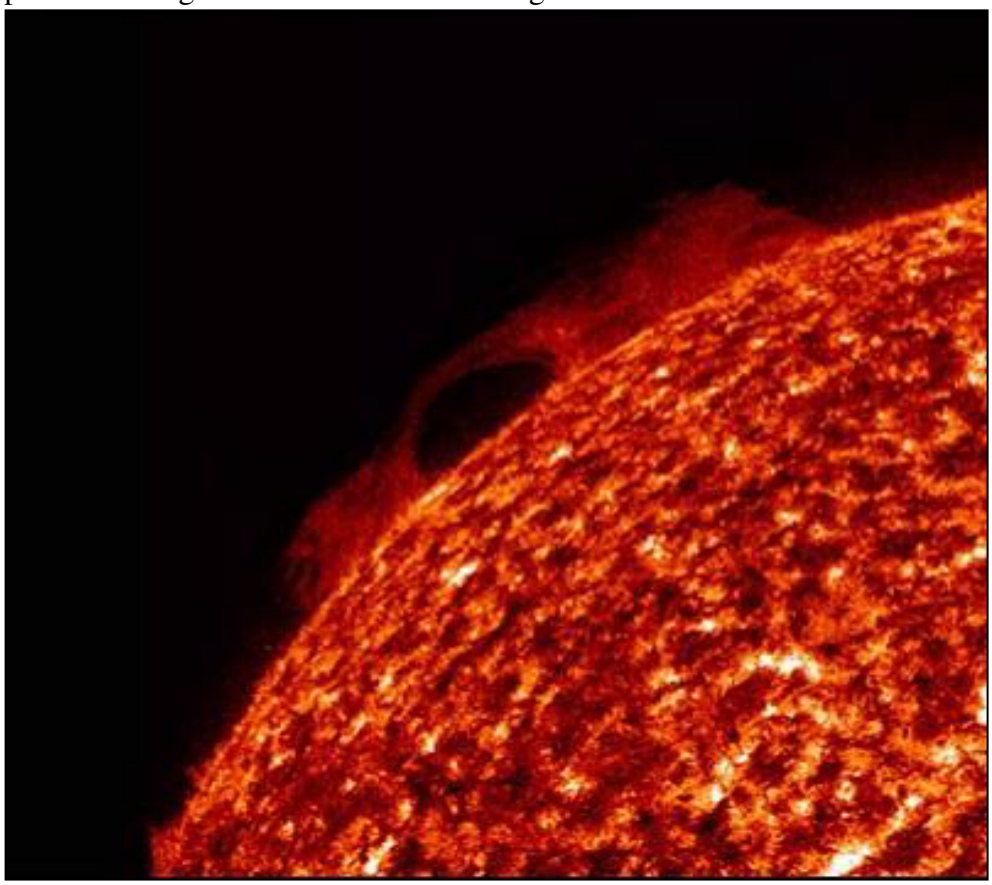
Además de la radiación, el Sol emite un plasma de partículas cargadas de electricidad, principalmente protones (núcleos de Hidrógeno) así como núcleos de otros elementos más pesados en proporción mucho menor, con sus electrones asociados, estas partículas pueden recorrer grandes distancias y al acercarse a la Tierra, actúan sobre su atmósfera y su campo magnético, la emisión de las partículas solares aumenta con la aparición de las erupciones de relativa importancia, esto significa que la perturbación causante de la erupción puede originar también un incremento de la emisión de materia y de radiación procedentes del Sol, no solamente hay un aumento en la cantidad total de partículas cargadas emitidas, sino que la energía cinética de muchas de las partículas, de los protones se hace extremadamente alta (algunas se propagan con una velocidad muy próxima a la de la luz) una consecuencia muy interesante de la emisión de partículas durante las erupciones de cierta consideración, es la distorsión que se produce en el campo magnético solar, las partículas cargadas de un plasma solo pueden atravesar las líneas de fuerza de un campo magnético por efecto de sus colisiones con otras partículas, a causa de las presiones tan bajas existentes en la corona, estas colisiones son muy raras, por lo que estas partículas no pueden escapar fácilmente de un campo magnético, por consiguiente, cuando el Sol las expele a grandes velocidades, tienden a arrastrar consigo el propio campo magnético

Los cometas desarrollan grandes colas cuando llegan a distancias de pocas U.A. del Sol, durante muchos años se creyó que esto se debía a la presión de la radiación solar, pero se comprobó que esta presión no era suficiente para producir tal efecto, por lo cual había que buscar otra causa, comienzos de la década 1950/1960, F. Biermann, en Alemania, probó que el comportamiento de tales colas se debía a una corriente de partículas dotadas de gran velocidad, protones y electrones, emitidas continuamente por el Sol, esta emisión aumentaba en los períodos de actividad solar, pero persistía después de retornar el Sol su estado de inactividad, en 1958, E. N. Parker, en los Estados Unidos, dio a conocer un análisis de las condiciones de la corona solar, que confirmaba las hipótesis anteriores, la tan elevada conductibilidad térmica de la corona, es decir, su facultad para propagar el calor de un punto a otro del gas que la forma (compuesto principalmente de protones y electrones) que deben extender las temperatura de 1000000 °C hasta grandes distancias en el espacio. Pasado cierto límite, la velocidad de las partículas, en virtud de su gran energía cinética, o sea, de su alta temperatura, es tan elevada que sobrepasa la velocidad necesaria para escapar del campo gravitatorio solar, de las mediciones realizadas en condiciones de inactividad solar con instrumentos transportados por las naves espaciales Lunik II, Lunik III, Explorer X y Mariner II, se ha deducido que a una distancia aproximadamente igual a la que separa la Terra del Sol, el viento normal solar contiene de 1 a 5 protones por cm^3, la velocidad de este viento (que es muy variable) está comprendida entro 130 y 700 Km/seg, durante las erupciones solares de clase 2, la velocidad del viento solar aumenta considerablemente.

Protuberancias

Las protuberancias cromosféricas pueden ser consideradas (hasta cierto punto) como perturbaciones en la corona, además, hay fenómenos en esta que son como protuberancias en forma de lazo o arco, pero con muy diferente temperatura, estos lazos coronarios pueden verse en fotografías del limbo solar obtenidas con ayuda de un filtro birrefringente que solo deje pasar la raya verde, de 5303 Å, la emisión de esta raya demuestra que las temperaturas en los lazos deben estar muy próximas a 1000000 °C, mientras que en las protuberancias de la cromosfera la temperatura es mucho más baja, en varias ocasiones se han visto ensancharse estos lazos y romperse en lo alto, convirtiéndose en largos surtidores en forma de penacho,fenómeno que parece estar en conexión con la ocurrencia de grandes erupciones.

Las regiones de la corona situadas por encima de zonas activas de la fotosfera y de la cromosfera presentan generalmente una mayor intensidad de emisión y un ensanchamiento de las rayas espectrales producidas por átomos intensamente ionizados, las observaciones realizadas indican que la temperatura y la densidad en estas regiones son mayores que en la zona circundante de la corona, en estas condensaciones o manchas calientes de la corona, donde la temperatura, calculada por el ensanchamiento Doppler, es de alrededor de 4000000 °C, estas manchas transitorias están íntimamente relacionadas con la aparición de erupciones en la cromosfera y con otras perturbaciones solares, es probable, que las manchas calientes, las erupciones y otros fenómenos deban su origen a una misma causa, a perturbaciones del campo magnético, existen indicios de que en la corona existen regiones más frías, así como otras más calientes, que las circundantes, en espectrogramas de la corona solar tomados desde un avión a gran altitud, durante el eclipse total de Sol del 20-06-1963, se observaron la presencia de rayas de átomos normales, no ionizados, de Calcio (estos átomos no existen a temperaturas superiores a los 20000 °C, se ha pensado que la corona pueda estar surcada por campos energéticos que producen turbulencias o remolinos en el plasma, los cuales pueden dar lugar a un calentamiento desigual.



En la mayor parte de los casos, la materia que constituye las protuberancias se forma en la corona para descender después a la cromosfera, pero en algunos casos este movimiento interno es de sentido contrario, dondequiera se produzca una perturbación importante, el volumen total de la protuberancia se mueve hacia afuera, alejándose de la cromosfera, cualquiera que sea la dirección del movimiento interno, varían mucho en aspecto y en comportamiento, lo que puede indicar muy bien que representan fenómenos de muy distintos casos.

Son muchos los intentos realizados para clasificar las protuberancias por su forma, sus propiedades y su modo aparente de formación; poro, para el objeto de este libro, conviene considerar dos clases generales, las protuberancias quiescentes y las eruptivas, una protuberancia quiescente se desarrolla lentamente y puede durar varios meses, con frecuencia se originen cerca de una región de manchas solares y se mueven con lentitud hacia el polo más cercano, por lo que, al cabo de algún tiempo, deja de ser patente su asociación con las manchas, vista en proyección sobre el disco solar, en una fotografía monocromática, una protuberancia quiescente presenta el aspecto de un largo filamento oscuro, estos filamentos se consideraban antes como un tipo especial de perturbación solar, pero al ser observados en su paso por el limbo solar se vio que son realmente protuberancias vistas desde arriba, de las dimensiones de estos filamentos se deduce que las protuberancias quiescentes se extienden a distancias que con frecuencia exceden de los 150000 Km, pero con no más de unos 5000 Km de anchura, la altura, vista de perfil sobre el borde solar, en el seno de la corona es, por término medio, de unos 40000 Km, las protuberancias quiescentes de gran longitud semejan a arbustos, por estar constituidas por anchos surtidores verticales muy juntos entre sí que se extienden a grandes distancias.

Los espectros de las protuberancias quiescentes son semejantes, pero generalmente más débiles, que el de la cromosfera, el que los filamentos aparezcan oscuros sobre el fondo del disco solar indica que su temperatura es menor que la de la cromosfera circundante, se ha estimado la temperatura de las protuberancias quiescentes en unos 9700 °C, temperatura mucho más baja que la de la corona donde penetran, por el contrario, la densidad de la materia, principalmente Hidrógeno ionizado, en una protuberancia, es unas cien veces mayor que en la corona, aun cuando es menor que en el seno de la cromosfera, resultado de la menor temperatura y de la mayor densidad, la materia que constituye una protuberancia quiescente tiene casi la misma presión que la corona circundante, hay ocasiones en que una protuberancia quiescente se vuelve bruscamente activa y se aleja a gran velocidad de la superficie solar, esta erupción puede durar varias horas y producir una aparente debilitación de parte de la protuberancia (fenómeno denominado de desaparición brusca o repentina) pero al cabo de unos cuantos días puede reaparecer la protuberancia en su forma primitiva, indicando así que persiste la actividad básica del Sol en aquella región.

Las protuberancias eruptivas son las que se forman en las regiones de manchas solares, con las cuales se mantienen asociadas, y por ende con fáculas y erupciones, como era de espera, estas protuberancias son más frecuentes en las épocas de actividad solar, es decir, en los períodos de máximo número de manchas, o en proximidad, las temperaturas de las protuberancias activas o eruptivas son de unos 30000 °C o más, o sea, mucho más altas que las quiescentes, las protuberancias eruptivas se presentan frecuentemente como enormes lazos, o como arcos que unen dos manchas de campos magnéticos opuestos, al igual que en otras protuberancias, la materia que las forma aparece frecuentemente como una especie de condensación en la corona, desde donde se corre hacia abajo, las protuberancias ascienden, a veces, con gran rapidez, y su materia se ve lanzada hacia arriba con una gran velocidad, del orden de los 1000/2000 Km/seg, formando un surtidor, es decir, como una lengua luminosa que sobresale 150000 Km, o más aún, de la superficie solar, para caer de nuevo sola misma o para debilitarse y desaparecer, estos surtidores tienen probablemente cierta relación con las erupciones, porque aparecen, con frecuencia, en zonas muy próximas a ellas.

Erupciones

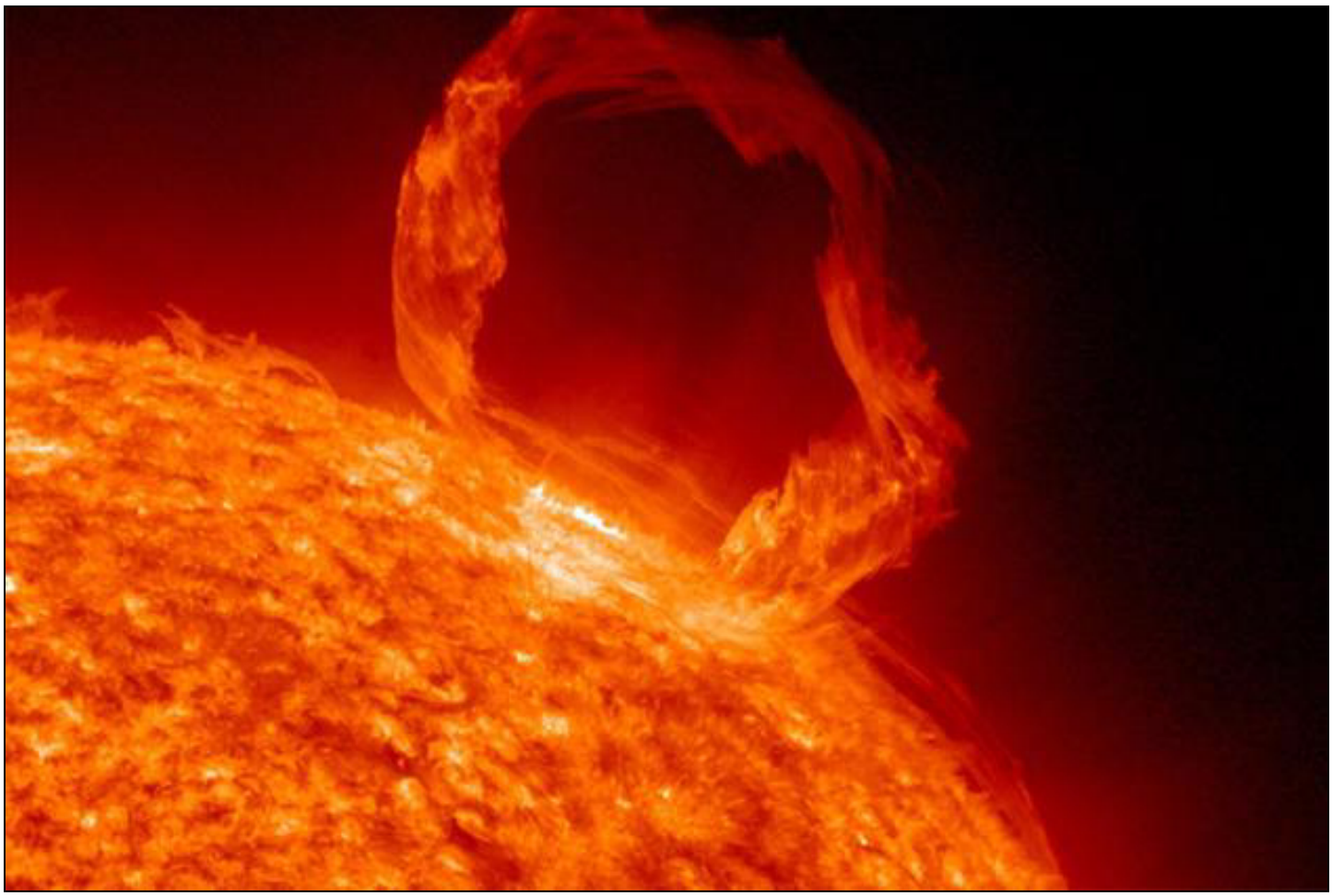
Existen diversas clases de erupciones solares, como lo indican su aspecto y su comportamiento, las dimensiones y la duración de las erupciones varían dentro de márgenes muy amplios, estos factores se tienen en cuenta para la clasificación de las erupciones en categorías, las menos importantes se designan con el número 1, mientras que las de máxima importancia se designan con la notación 3, los números intermedios corresponden a las erupciones comprendidas entre ambos extremos, las dimensiones y el brillo de una erupción aumentan rápidamente, alcanzando su máximo en unos 5/10 min, a un corto intervalo de brillo máximo sucede una disminución más lenta de la luminosidad, que puede durar de 1/3 minutos o más, según la importancia de la erupción, Las erupciones más grandes son a veces tan brillantes que se pueden captar sobre el fondo de la fotosfera en fotografías ordinarias tomadas por medios convencionales

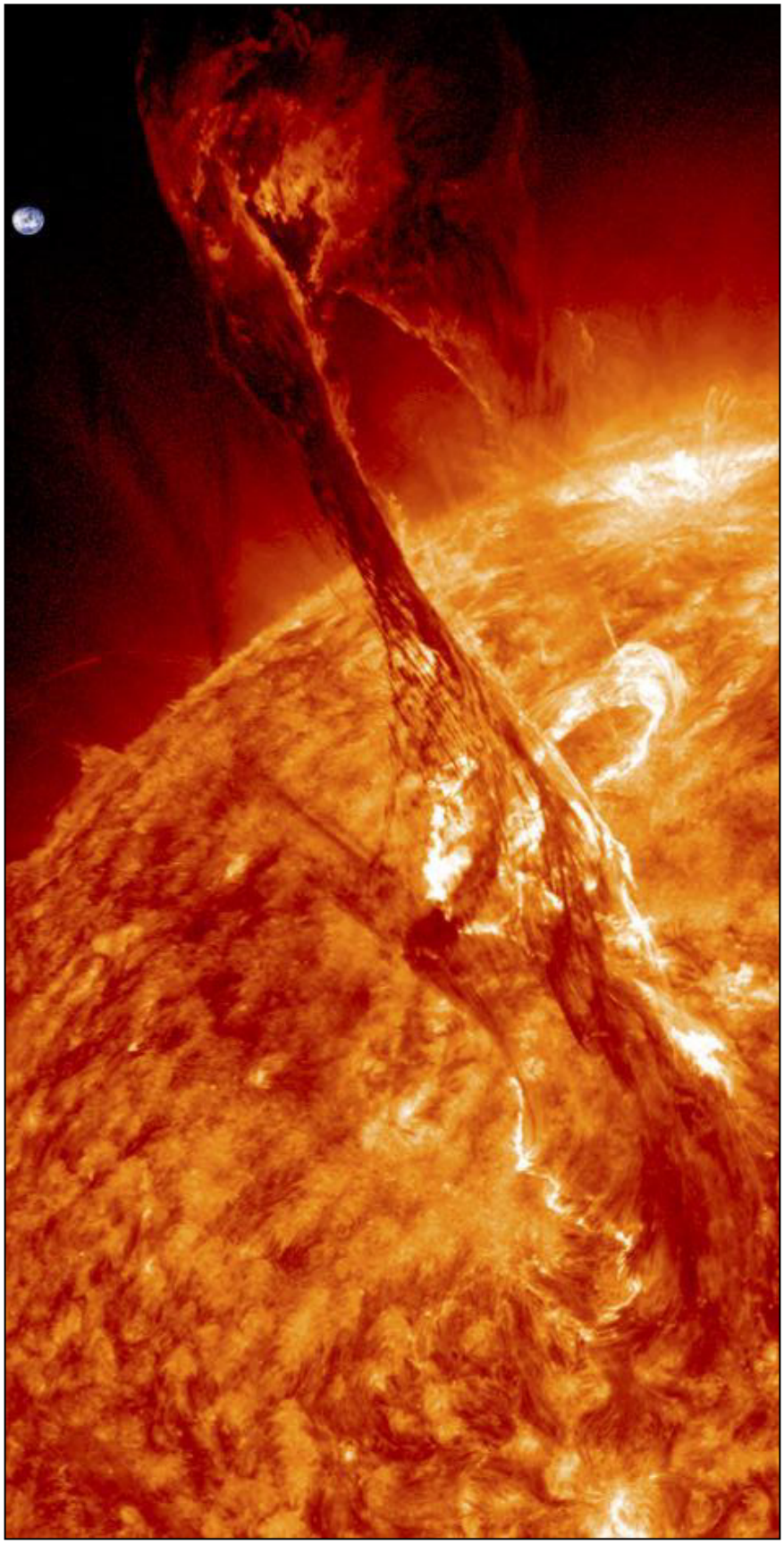
Aunque no son corrientes las grandes erupciones, solo unas cuantas por año, aun en los períodos de actividad solar, siempre hay un número considerable de erupciones menores, en la proximidad de un gran grupo de manchas solares se han llegado a observar, en un solo día, más de un centenar de erupciones de esta clase, existe una correlación general entre el número de manchas y la frecuencia de las erupciones, aunque las de mayor importancia no se presentan necesariamente en los máximos de manchas solares. Las erupciones se ven, con más frecuencia, durante el período de desarrollo de una mancha, es decir, durante la primera o las dos primeras semanas de su evolución, pero también está demostrado que algunas erupciones de las que producen los efectos más marcados sobre la Tierra, se han formado al ir desapareciendo el grupo de manchas, la observación de las erupciones que sobresalen del limbo solar ha permitido calcular su altura, que está comprendida entre los 2000/10000 Km, con un promedio de unos 7000 Km, su ancho varía entre 100/30000 Km, pero algunas de las erupciones más importantes son por las radiaciones emitidas, se deduce que las erupciones solares van acompañadas de grandes cantidades de energía, que probablemente procede de la interacción entre campos magnéticos complejos, o de subinteracción con la mayoría que compone la cromosfera, aunque no se conoce el mecanismo de liberación de dicha energía, llama la atención sobre la circunstancia de que toda erupción importante suele ir acompañada (al cabo de un día) de una o dos erupciones más y existe la posibilidad de que la formación de una erupción pueda desencadenar la de otras, Además de las emisiones luminosas y UV, las erupciones pueden ir acompañadas de emisión de descargas de rayos-X, de ciertos tipos de ondas de radiofrecuencia y de partículas muy energéticas cargadas eléctricamente; estas emisiones pueden ser simultáneas, aisladas o no presentarse siquiera.

Las partículas cargadas positivamente son principalmente protones (núcleos de Hidrógeno) y algunos núcleos de Helio, con una pequeña proporción de otros elementos más pesados, estas partículas tan energéticas tienen velocidades que alcanzan los 100000 Km/seg, otras partículas cargadas de energía algo menor, son la causa de ciertas perturbaciones magnéticas observadas cerca de la Tierra, los espectros de las erupciones solares son muy complejos, en la región visible, el espectro no es muy distinto al de la cromosfera, aunque existen diferencias significativas entre ambos, como un mayor brillo y una mayor anchura de la raya Hα del Hidrógeno, y la presencia de rayas de Helio que precisan grandes energías de excitación, en general, el espectro visible corresponde a temperaturas del orden de los 10000/20000 °C, la emisión de radiaciones de corta longitud de onda, los rayos-X y UV procedentes de algunas erupciones, es mucho más intensa de lo que cabría esperar de tales temperaturas, algunas de estas radiaciones UV son probablemente emitidas por la corona, la emisión intensificada de rayos-X, coincidente con una erupción poco importante, se detectó por primera vez en 1956 por H, Friedman y otros, en el Laboratorio Naval de Investigaciones Científicas de Estados Unidos, mediante instrumentos transportados a gran altura por un cohete, después se realizaron estudios de los rayos-X solares en la región de longitudes de onda de 1,5 Å, mediante cohetes sonda y con satélites.

Se ha comprobado que muchas, pero no todas las erupciones, van acompañadas de un aumento en la emisión de rayos-X, en ausencia de erupciones, la intensidad de los rayos-X procedentes del Sol corresponde a una temperatura de 1000000 °C en la superficie superior de la cromosfera o en la parte inferior de la corona, pero cuando se produce una erupción grande (de las que van acompañadas de rayos-X) la emisión de estos aumenta de tal modo que acusa la existencia de temperaturas cien veces más altas, no es seguro que se alcancen realmente estas temperaturas en una erupción, pero es evidente que debe de haber una intensa actividad magnética para originar tan gran emisión de radiaciones de corta longitud de onda.

La marcada intensificación de los rayos X y ultravioletas, al aparecer ciertas erupciones solares, se traduce en un significativo aumento de la ionización de las capas más bajas de la atmósfera terrestre, estas perturbaciones ionosféricas bruscas dan lugar a notables anomalías en las comunicaciones radioeléctricas, no todas las erupciones, ni aun entre las más importantes, producen estos efectos ionosféricos, quizá debido a que no van acompañadas por emisión intensificada de radiaciones de corta longitud de onda, también acompañan, a veces, a las grandes erupciones solares potentes emisiones de ondas de radio, en la banda del decímetro y del metro escuchándose un ruido general de fondo en el que puede producirse en tales circunstancias.

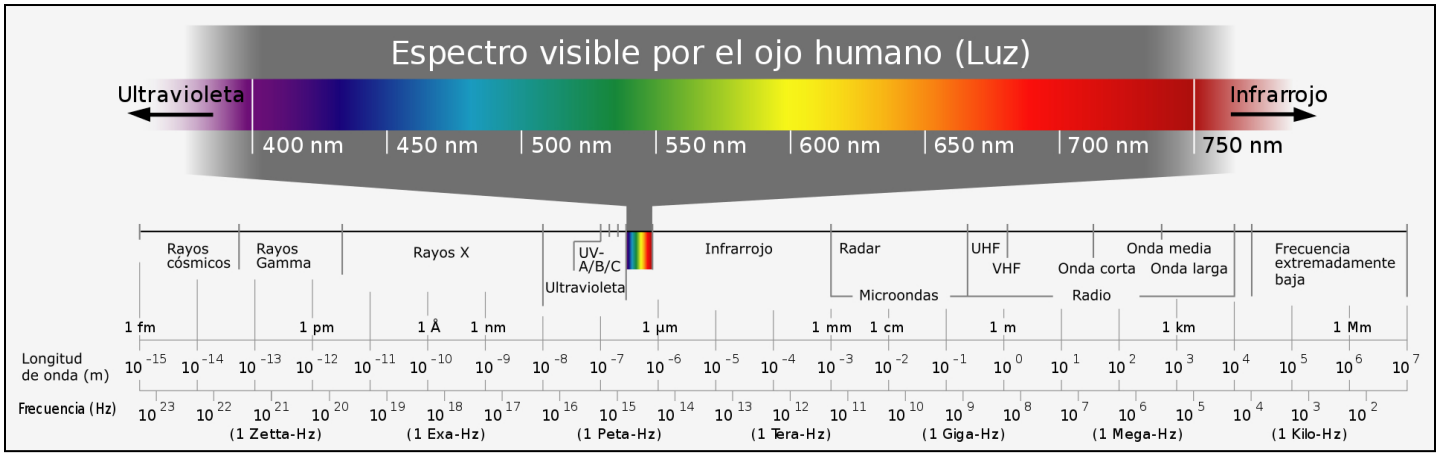




Radiaciones electromagnéticas

Haciendo pasar un haz de luz blanca a través de un prisma de vidrio, Isaac Newton demostró en 1672, que la luz blanca puede descomponerse en una gama de colores, o espectro, que va desde el rojo al violeta, pasando por el anaranjado, el amarillo, el verde y el azul, fue el primer experimento por el cual se probó que la luz blanca no es de naturaleza simple, sino compuesta (el arco iris constituye también una prueba de que la luz del Sol es realmente una mezcla de varios colores) más de un siglo después, sobre el 1800, el músico y después astrónomo William Herschel, nacido en Alemania y que por entonces vivía en Inglaterra, descubrió que en el espectro solar y más allá del color rojo, existía una región de rayos invisibles, que hacían subir la columna de un termómetro, estos rayos constituyen la hoy llamada radiación Infrarroja IR (del latín infra-debajo) luego, en 1802 el físico inglés William Wollaston demostró que también había radiaciones más allá del extremo violeta del espectro visible, capaces de oscurecer el cloruro de Plata, conocidas actualmente con el nombre de rayos ultravioletas (UV).

En los primeros años del siglo pasado se descubrió que en la luz solar había radiaciones invisibles además de los rayos visibles comprendidos entre el rojo y el violeta, por ese tiempo se resucitó la teoría, expuesta primeramente en el siglo XVII, de que la luz era un movimiento ondulatorio, la diferencia entre las distintas radiaciones se atribuyó a sus diversas longitudes de onda, tal y como hoy se acepta por todos, en el espectro visible, la longitud de onda aumenta continuamente del violeta al rojo, los rayos IR tienen una longitud de onda aún mayor, mientras que la longitud de onda de la radiación UV es más corta que la más corta de la luz visible (la de color violeta), la diferencia de longitud de onda de las distintas radiaciones hace que estas se desvíen (se refracten) en mayor o menor grado al atravesar un prisma transparente de vidrio o de otra sustancia capaz de disociar la luz blanca en las radiaciones que la componen, es decir, en su espectro.



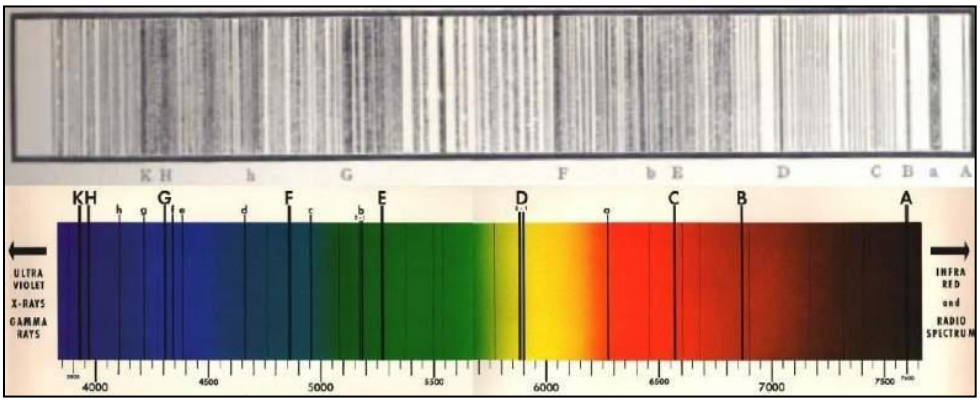
Al matemático escocés James Maxwell se le debe el gran progreso que en 1864 experimentó la Física en cuanto refiere al conocimiento de la naturaleza de la luz y de los fenómenos luminosos, se sabía ya entonces que había una gran relación entre los fenómenos eléctricos y los magnéticos; que una corriente eléctrica va siempre asociada a un campo magnético, y que un campo magnético variable puede producir una corriente eléctrica, Maxwell demostró que la emisión de ondas eléctricas podría resultar de ciertas perturbaciones eléctricas, y que tales ondas debían ir acompañadas de ondas magnéticas de la misma longitud, en Física, las expresiones ondas eléctricas y ondas magnéticas implican la existencia de campos eléctricos y magnéticos, respectivamente, cuyas intensidades varían periódicamente con la distancia (y con el tiempo) del mismo modo que lo hace la amplitud de una onda, la longitud de onda es, por consiguiente, la distancia entre puntos sucesivos en que se repite la intensidad, la combinación de las variaciones de un campo eléctrico y otro magnético constituye una onda electromagnética, que puede propagarse a través del vacío y no necesita la presencia de medio material alguno, partiendo de consideraciones teóricas y de datos experimentales, encontró Maxwell que todas las ondas electromagnéticas, cualquiera que sea su origen o su longitud, deben propagarse en el vacío con la misma velocidad, que es igual a la velocidad de la luz, de aquí dedujo que la luz es un fenómeno ondulatorio electromagnético, es decir, una radiación electromagnética.

Aunque Maxwell no conoció otras ondas electromagnéticas que las del espectro visible y las radiaciones adyacentes IR y UV, comprendió que podrían descubrirse otras con mayor y menor longitud de onda, este supuesto se convirtió en realidad cuando el alemán Heinrich Hertz produjo en 1887, las primeras ondas de radio por medio de una descarga eléctrica oscilante originada por un carrete de inducción, la velocidad de propagación de estas ondas es la misma que la de la luz, pero su longitud es mucho mayor que la de las ondas visibles, pues es del orden de los metros, mientras que estas últimas no llegan a la milésima de milímetro (micra) en 1895, el físico alemán W. Róntgen descubrió una radiación muy penetrante que él llamó rayos-X, en 1900, Pierre Villard descubrió en Francia que ciertas sustancias radiactivas emitían radiaciones parecidas, hoy llamadas rayos gamma, muy poco después se demostró que los rayos-X y los gamma eran radiaciones electromagnéticas de muy corta longitud de onda, más corta incluso que la de los rayos UV, el espectro de las radiaciones electromagnéticas se extiende continuamente desde los cortos rayos gamma, de longitud máxima de onda de 10^{-11} cm, hasta las largas ondas de radio, de 10^{5} cm y más, donde se ve que la luz visible ocupa una banda muy estrecha de longitudes de onda, que va aproximadamente desde $3{,}85 \times 10^{-5}$ cm hasta $7{,}60 \times {}^{10-5}$ cm es decir, que la mayor parte del espectro electromagnético está compuesta de radiaciones que no se ven y que solo pueden descubrirse por medio de instrumentos adecuados, debe tenerse presente que no hay una separación definida, sino una gradación continua, entre las ondas electromagnéticas de las diferentes clases indicadas, esto quiere decir que las ondas de radio no se diferencian de los rayos IR más largos, y que los rayos-X de mayor longitud de onda (blandos) son idénticos la radiación UV más corta, además, los rayos X duros (de corta longitud de onda) y los rayos gamma también se superponen frecuentemente, aunque suele reservarse el nombre de rayos-X para las radiaciones producidas en las transiciones o pasos de energía electrónica, o en las interacciones en que el electrón no se aniquila, los rayos-X que se producen en la interacción de electrones libres con otras partículas cargadas con núcleos atómicos se designan frecuentemente con el nombre de rayos primarios, estos rayos-X pueden cubrir una extensa banda de longitudes de onda, se emplea, en cambio, la designación rayos gamma cuando la radiación se produce en una reacción nuclear (desintegración radiactiva) o en algún proceso en que la materia se destruye para convertirse en energía, debido a las diferentes maneras de originarse la radiación, es posible tener rayos-X de longitud de onda más corta que algunos rayos gamma, aunque el caso contrario, es decir, rayos gamma con mayor longitud de onda, es menos corriente .

Las radiaciones electromagnéticas de las regiones IR y de longitud de onda más corta, se identifican generalmente por sus longitudes de onda, más bien que por sus frecuencias, para ello se suele emplear dos unidades de longitud, una es la micra que se representa por el símbolo μ ($1\mu=10^{-3}$ mm) y se usa principalmente para las radiaciones IR que, de este modo, varían desde 0,761 de longitud de onda (límite de la banda visible) hasta unas 100 y la otra unidad es el Angstrom, que se representa con el símbolo Å , en honor del gran físico espectrólogo sueco Angstrom, un Angstrom es igual a 10^{-10} m, los límites de la luz visible son 3850 y 7600 Å, convencionalmente, la radiación UV se extiende desde 3850 Å hasta unos 100 Å, mientras que los rayos X y los Gamma tienen longitudes de onda menores de los 100 Å y se caracterizan, a veces, por sus correspondientes energías.

El espectroscopio es el instrumento para la observación visual del espectro del Sol o de otros cuerpos celestes, si este instrumento se modifica de modo que pueda obtenerse fotográficamente una imagen del espectro (como es el caso en las investigaciones solares) el dispositivo pasa a denominarse espectrógrafo, se emplea un anteojo para formar una imagen concentrada del Sol, y la luz de esta imagen pasa a través de una rendija muy estrecha y por una lente colimadora (o por un sistema de espejos) a fin de producir un haz paralelo muy fino (colimado) en el espectrógrafo este haz se abre y forma el espectro solar característico, las rayas se pueden identificar por comparación con los espectros de focos terrestres conocidos, obtenidos en el laboratorio, la identificación se facilita por las diversas relaciones existentes entre las longitudes de onda (y las frecuencias) de las rayas de un elemento dado y, a veces, entre las de elementos diferentes, en un espectro complicado, como es el de la fotosfera solar, el procedimiento es muy lento y todavía incompleto.

Para los estudios solares se emplean dos tipos de espectrógrafos, el de prisma y el de rejilla, el espectrógrafo de prisma, basado esencialmente en el mismo principio utilizado por Newton para demostrar la naturaleza compuesta de la luz, en este caso el haz luminoso colimado que sale del anteojo incide sobre un prisma (o sistema de prismas) que refracta y dispersa la luz, produciendo el espectro, por medio de un sistema adecuado de lentes o de espejos, se enfoca el espectro sobre una placa fotográfica, donde queda registrado, para el estudio del espectro, en la banda visible, se pueden emplear lentes prismas de vidrio, pero la transmisión de radiaciones por el vidrio ordinario empieza a fallar en longitudes de onda menores de unos 3800 Å, por lo cual se emplea el cuarzo en las observaciones que afectan a la banda UV, ya que esta sustancia es transparente hasta unos 1800 Å, para menores longitudes de onda (hasta los 1100 Å) se emplea el fluoruro de Litio, en los espectrógrafos de rayos IR, los prismas son generalmente de sal gema (cloruro sódico)



Una condición deseable en un buen espectrógrafo es que tenga un gran poder resolutivo, es decir, que queden bien separadas las rayas cuyas longitudes de onda sean muy poco diferentes entre si, en el espectrógrafo de prisma se puede aumentar el poder resolutivo aumentando el tamaño del prisma, pero a partir de cierto punto, este procedimiento resulta de un costo prohibitivo, por esta razón, se prefiere el uso de los espectrógrafos de rejilla, en los cuales se sustituye el prisma por una tejilla y red de difracción, que se forma grabando un gran número de rayas paralelas y muy finas sobre una lámina de metal perfectamente pulimentada, el número de rayas por unidad de longitud en una red de difracción depende, en parte, de la región del espectro para la cual ha de emplearse aquella, para radiaciones con longitudes de onda del orden de los 1500 Å (UV) a los 10000 Å (IR), las redes tienen ordinariamente de 4000 a 12000 rayas por mm, eligiendo de forma conveniente el ángulo de incidencia de la radiación se pueden emplear los espectrógrafos de rejilla dentro de una extensa banda de longitudes de onda, para una longitud y un ángulo dados, el poder resolutivo del espectrógrafo es proporcional al número total de rayas de la red utilizada y para observaciones en la región de los rayos X duros, los cristales actúan como redes de difracción naturales.

Cuando se hacen estudios espectrográficos por encima de la atmósfera por medio de cohetes sonda, se pueden recuperar los instrumentos que registran los resultados fotográficamente, desde un satélite, se transmiten los datos por telemetría, se explora continuamente el espectro por medio de un sistema especial fotomultiplicador, este dispositivo obra como un transductor que convierte las radiaciones las radia- de diferentes longitudes de onda en señales eléctricas que pueden registrarse en cintas y transmitirse posteriormente a tierra desde la estación correspondiente, los rayos UV, los rayos X y los rayos Gamma pueden producir la ionización de un gas y esta propiedad se utiliza en las cámaras de ionización, en los contadores Geiger y en otros dispositivos análogos para registrar la intensidad de las radiaciones de corta longitud de onda, también se han empleado otros instrumentos, como los espintariscopios y los detectores de estado sólido para la medición de los rayos X y de los rayos Gamma, pero su uso no se ha extendido mucho en las naves espaciales ni en los cohetes de sonda.

Temperatura de la superficie solar

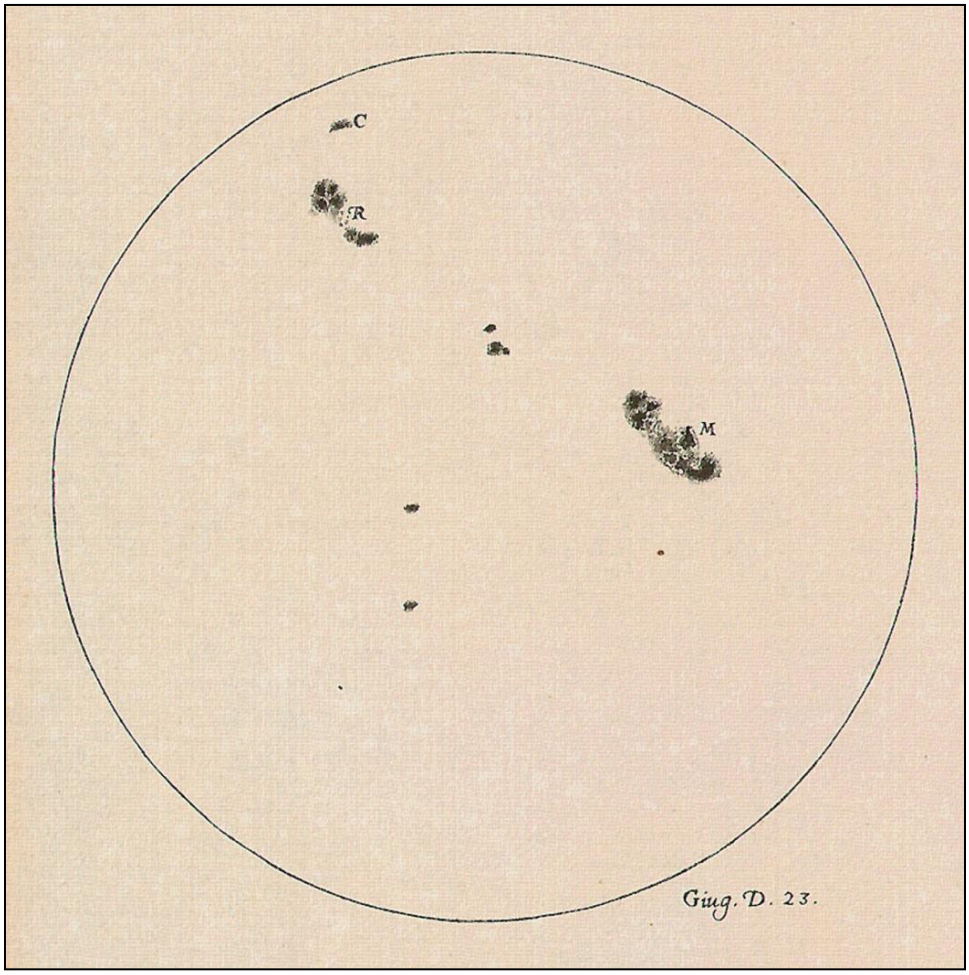
Se puede determinar la intensidad de la emisión para ciertas longitudes de onda, dentro de una cierta banda de valores, combinando un espectroscopio con un instrumento que mida la energía de radiación como un bolómetro o una célula fotoeléctrica, así es posible trazar una curva de la potencia medida en función de la longitud de onda, se puede calcular la temperatura de la superficie solar comparando las curvas experimentales con las teóricas para determinar la mejor coincidencia, el resultado que se obtenga de esta manera dependerá con mucho de la banda de longitudes de onda elegida para estas mediciones, las radiaciones electromagnéticas de longitud de onda' menor que 3000 Å son completamente absorbidas por la atmósfera de la Tierra y no entran en las mediciones antes mencionadas, para estudiar la radiación solar con la banda de cortas longitudes de onda es necesario hacer observaciones por encima de la atmósfera, lo que se ha conseguido, hasta ciertos límites, con el empleo de cohetes sonda y satélites, debajo de 1500 Å, la intensidad de la radiación se ha encontrado que equivale a aprox. 4500 °C, pero a menores longitudes de onda se han observado temperaturas más altas, porque en estas condiciones se reciben radiaciones de la cromosfera y de la corona.

Debido a su baja temperatura superficial, las radiaciones de la Luna y de los planetas se han determinado en la región IR, donde el poder radiante es generalmente máximo, o en la banda de las radiofrecuencias, donde las mediciones son relativamente fáciles, las temperaturas pirométricas del Sol son de unos 5000 °C para la radiación IR, y alcanzan los 6000 °C para las radioondas cortas (cm) las variaciones de las temperaturas aparentes se deben en parte a que las radiaciones medidas no siempre proceden del mismo nivel de la atmósfera solar, por tener la fotosfera una densidad tan baja, 5700 °C es una buena aproximación para su temperatura media.

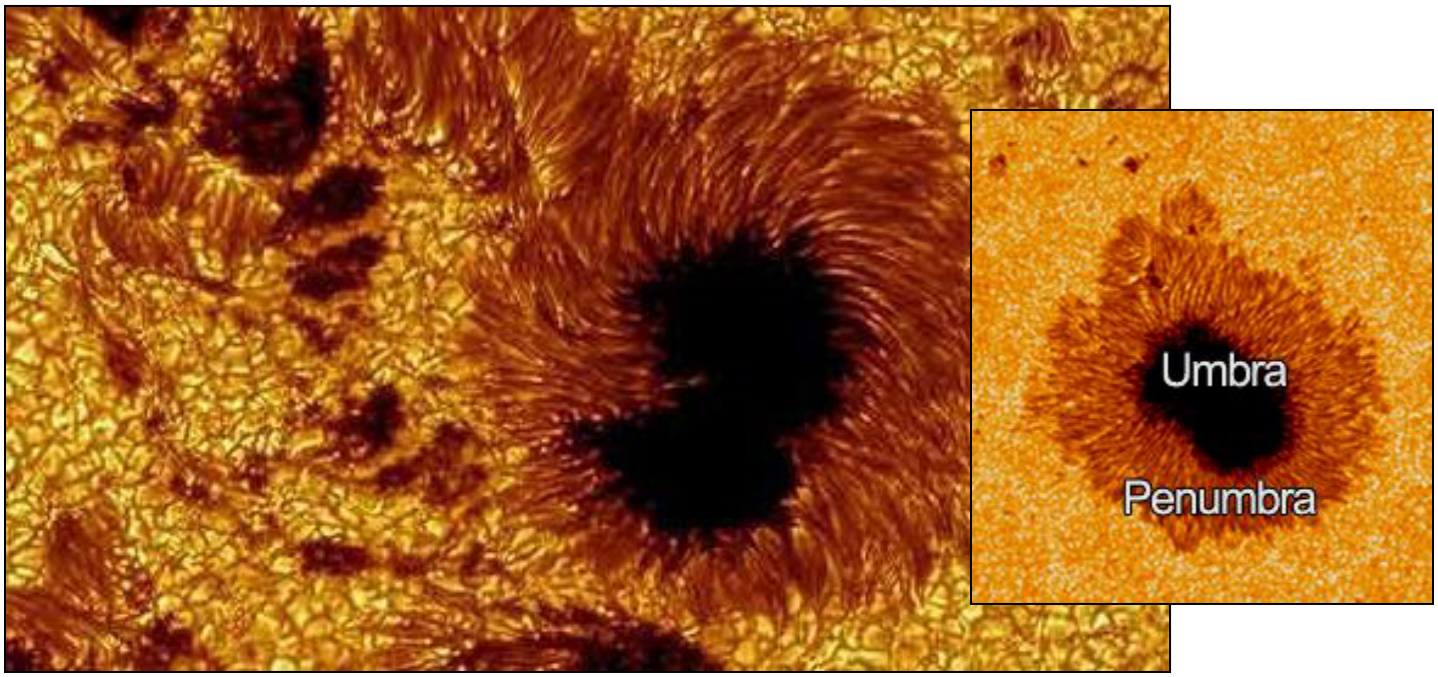
Manchas solares

Los detalles más característicos y sobresalientes de la superficie del Sol son las manchas solares, su existencia, sospechada desde hacía más de diez siglos, fue plenamente confirmada por las observaciones telescópicas realizadas en 1600 por Galileo Galilei (dibujo abajo) las manchas aparecen en grupos y cada una está formada por una zona central oscura llamada umbra, rodeada por una región más clara, de aspecto filamentoso denominada penumbra las manchas solares no solo son más oscuras que la superficie en que se presentan, sino que están a un nivel más bajo que esta última, varían de tamaño, empezando generalmente como manchas pequeñas de unos 2500 Km de diámetro y aumentando hasta su valor máximo en una o dos semanas, así se mantienen durante un cierto tiempo para reducirse después, durante un lapso que puede pasar de los tres meses en las manchas grandes (las de tamaño medio tienen un diámetro máximo de unos 50000 Km, pero las mayores pueden alcanzar diámetros por encima de los 130000 Km).

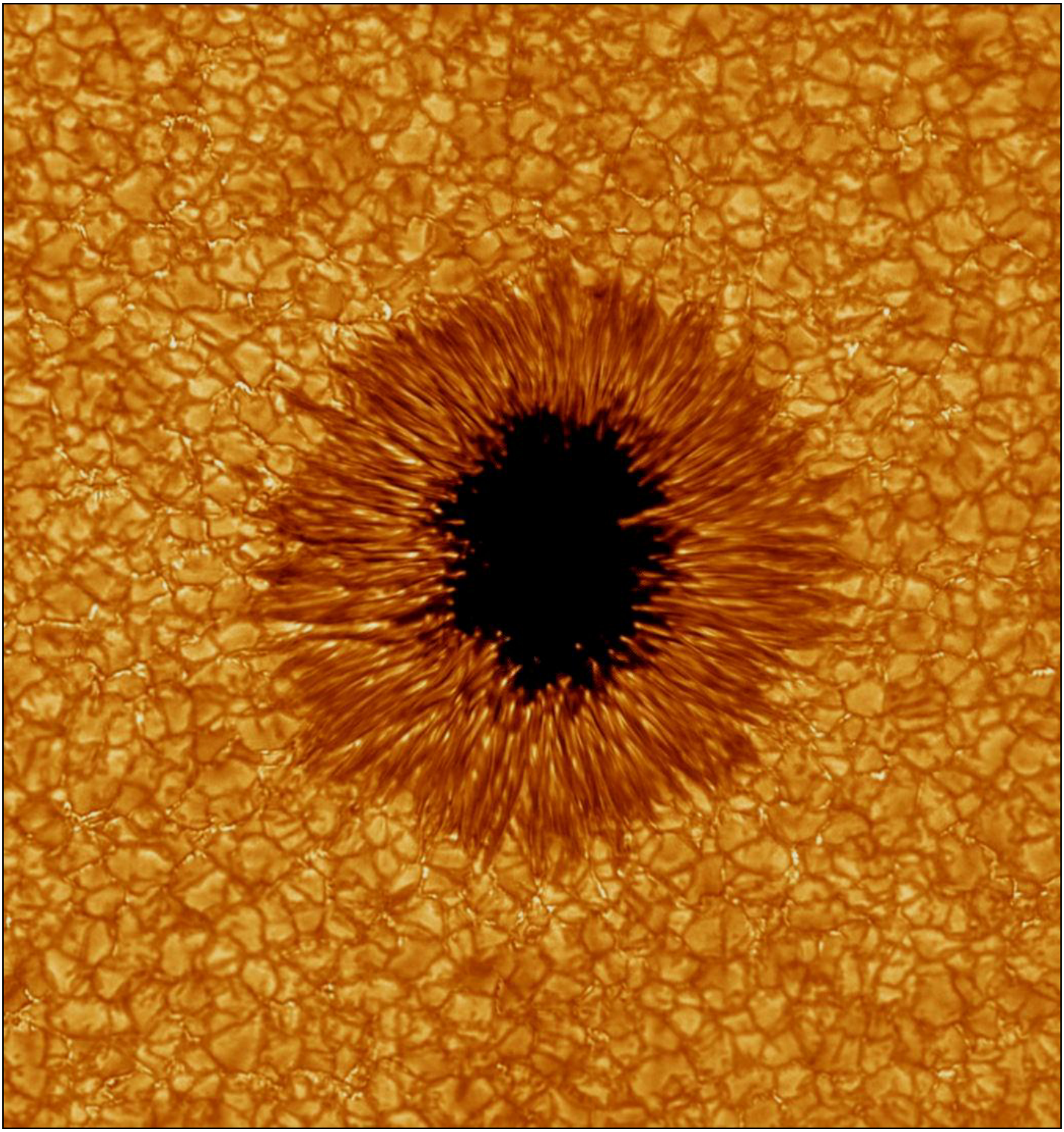
Las manchas solares forman ordinariamente en grupos, un grupo grande llega a contener unas cien manchas independientes de diferentes tamaños y puede extenderse sobre una distancia total de unos 300000 Km por término medio, aparece igual número de manchas en el hemisferio N que en el S de la superficie solar, pero en determinados momentos su número puede ser muy diferente, el tono más oscuro de las manchas indica que su temperatura es menor que la de la fotosfera no perturbada, se calcula que la umbra está a unos 2000 °C menos que el resto de la superficie, debido a esta temperatura más baja, el espectro de Fraunhofer de una mancha solar difiere del correspondiente a la superficie no perturbada, las rayas de absorción de las moléculas son más intensas y más abundantes, mientras que las rayas atómicas, que requieren una mayor excitación, son débiles.



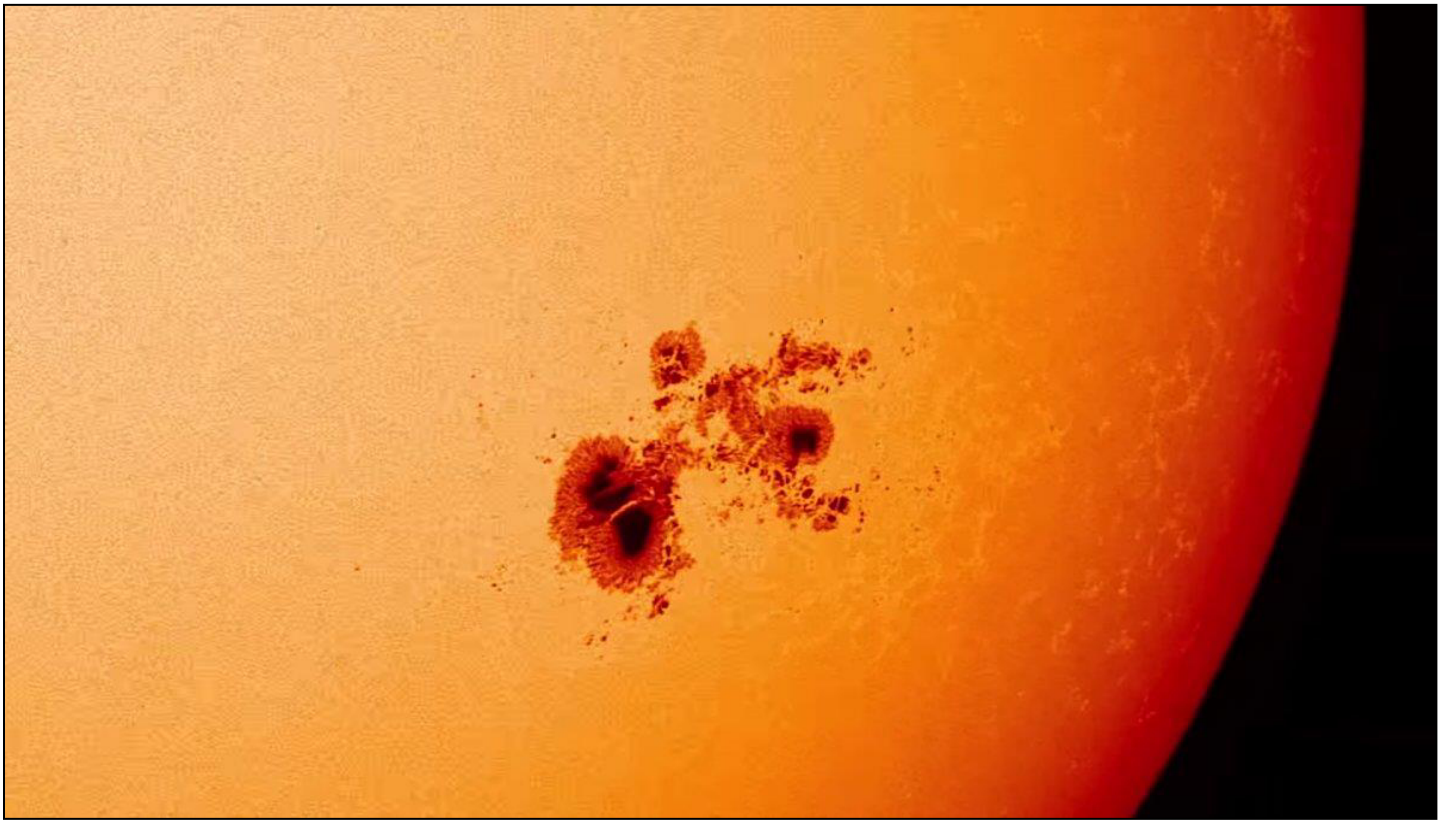
Una característica muy importante de las manchas solares es su asociación con campos magnéticos intensos, en unos trabajos de laboratorio, el físico holandés Pieter Zeeman descubrió, en 1896 el fenómeno conocido actualmente con el nombre de efecto Zeeman en los campos magnéticos, las rayas simples de un espectro atómico se dividen con frecuencia en multipletes, que es como se llaman los conjuntos de rayas muy próximas entre sí resultantes de tal división, la separación de las rayas en el multiplete es proporcional a la intensidad del campo magnético, hacia mediados del siglo XIX se observó un desdoblamiento de algunas de las rayas en los espectros de las manchas solares, pero hasta 1908 no fue interpretada la formación de los multipletes, esta labor la realizó el astrónomo George E. Hale, en los Estados Unidos y la atribuyó a la presencia de campos magnéticos en las regiones de las manchas, la intensidad de estos campos locales puede llegar a ser de 3000 o más gauss (unidad muy empleada para medir la densidad del flujo de un campo magnético) en contraste con 1 gauss que mide el campo magnético general del Sol en su superficie y con la intensidad media de 0,5 gauss del campo magnético terrestre.



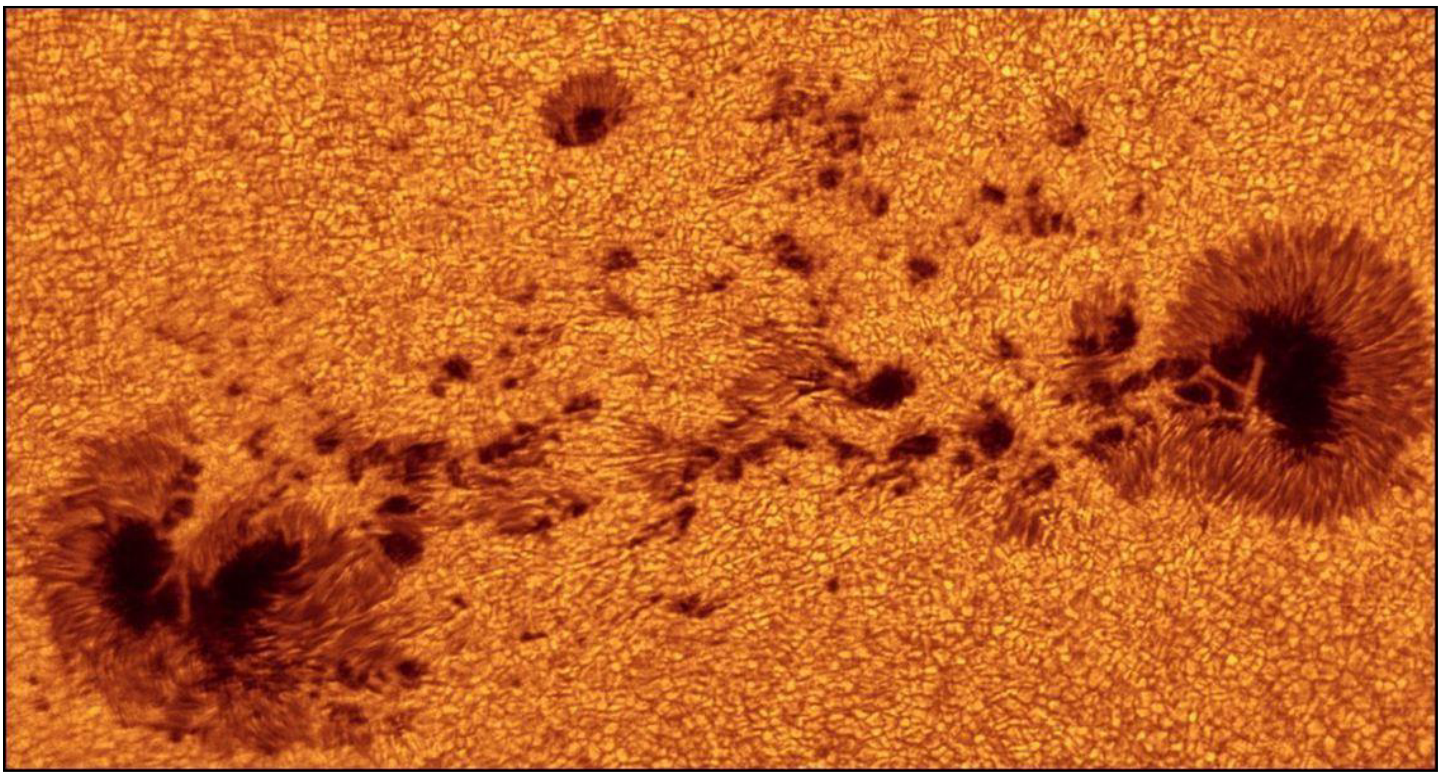
Las manchas solares se presentan con frecuencia, pero no siempre, en pares o en pares de grupos sobre una línea paralela al ecuador solar, la mancha más occidental o precedente es generalmente la mayor de las dos que constituyen el par, ordinariamente aparece antes que la otra (la subsecuente) dura más tiempo y está más cerca del ecuador solar, cuando las manchas, o los grupos de manchas, se presentan en pares, los campos magnéticos de los componentes de la pareja suelen actuar en sentidos opuestos, es decir, que tienen polaridades magnéticas contrarias, se ha indicado que estos pares bipolares se forman cuando irrumpe hacia la superficie un campo magnético toroidal (en forma de anillo) desde el interior del Sol, el sentido del campo magnético en las manchas bipolares es inverso en los dos hemisferios del Sol, es decir, que sí en uno de los hemisferios, el campo magnético de la más occidental de las manchas de un par actúa generalmente hacia abajo, el campo de la mancha correspondiente de un par situado en el otro hemisferio obra de ordinario hacia arriba, se ve así que los campos magnéticos toroidales giran en sentido opuesto en los dos hemisferios solares, además, estas direcciones cambian periódicamente, actualmente se admite que los campos magnéticos intensos son la causa de las manchas solares, poco se sabe acerca de la naturaleza y origen de estos campos, pero se ha supuesto que giran en el interior del Sol en sentidos contrarios en uno y otro hemisferio, la producción de los campos magnéticos va probablemente asociada a un flujo de electricidad y el cálculo demuestra que para engendrar los campos magnéticos de las grandes manchas precisarían corrientes enormes (del orden del billón de amperios)

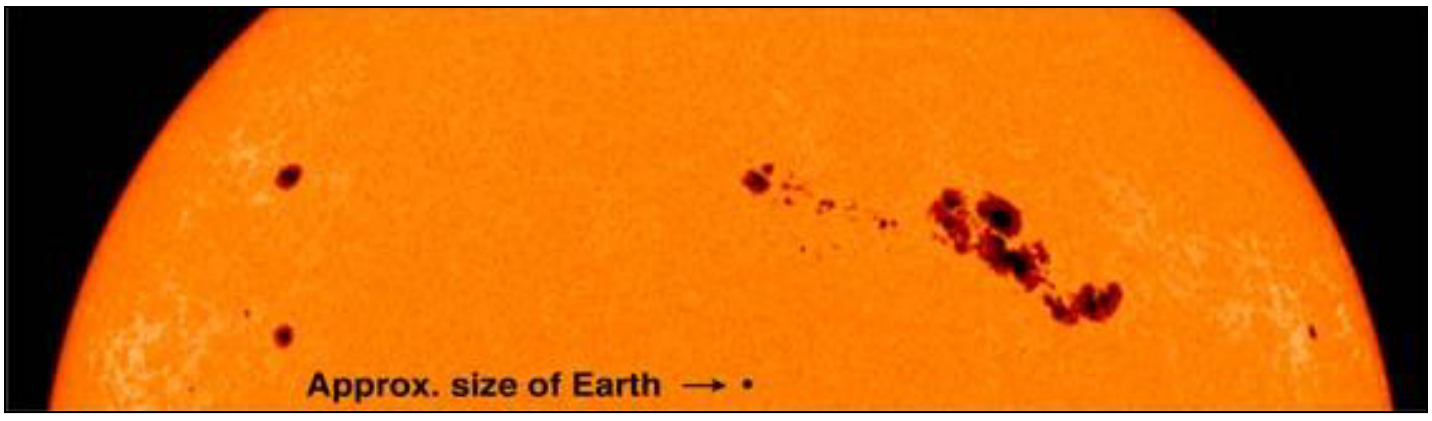


A causa de su elevada temperatura, la región convectiva del Sol, por debajo de la fotosfera, consta en gran proporción de iones de Hidrógeno y de electrones cargados positiva y negativamente, de modo que en realidad constituye un verdadero plasma, es bien sabido que un campo magnético puede contener un plasma e impedir su escape, en otras palabras, que es muy difícil que las partículas cargadas atraviesen las líneas de un campo magnético, por consiguiente, la presencia de campos magnéticos localizados cerca de la superficie solar debe interferir con los movimientos convectivos normales, como los antes descritos, que contribuyen a la transferencia de energía desde el interior del Sol a la fotosfera, el resultado es que algunas zonas superficiales próximas a los campos magnéticos intensos reciben energía calorífica en mucha menor proporción que las demás zonas, las regiones más frías que así resultan son las manchas solares y es de suponer que estén acompañadas de otras con temperatura superior a la media, admitida esta hipótesis sobre el mecanismo de formación de las manchas solares, no debe sorprender que se capten frecuentemente campos locales magnéticos de gran intensidad en la superficie solar antes de que aparezcan manchas en esas mismas zonas, además de estos campos locales, el Sol tiene un campo magnético general, al cual nos referiremos más adelante, en los primeros años del siglo XVII, notó Galileo Galilei que las manchas solares parecían moverse sobre la superficie del Sol de E a O(izquierda a derecha mirando desde la Tierra) e interpretó correctamente este movimiento atribuyéndolo a la rotación del Sol en el mismo sentido , al movimiento aparente de las manchas se deben las denominaciones de uprecedente y subsecuente (que se aplican a los pares de manchas), La hipótesis de que el Sol gira alrededor de un eje N-S ha sido confirmada por mediciones del corrimiento Doppler de las rayas espectrales del limbo solar, a consecuencia de la rotación, el borde oriental del Sol presenta una velocidad relativa hacia la Tierra, mientras que el occidental tiene una velocidad igual a la anterior, pero alejándose de la Tierra, por consiguiente, la frecuencia medida de una raya dada debe ser más alta en el espectro de la parte oriental del limbo que en el correspondiente a la occidental, la diferencia entre estas dos frecuencias es doble del corrimiento Doppler correspondiente a la velocidad de rotación del Sol.



Las observaciones de manchas solares y del corrimiento de frecuencia por el efecto Doppler demuestran que, al contrario de lo que ocurre en la Tierra, el Sol no debe girar alrededor de su eje de modo uniforme, la velocidad angular de rotación es mayor cerca del ecuador y decrece continuamente hacia los polos, No concuerdan totalmente los datos obtenidos de la observación de las manchas y los deducidos del corrimiento Doppler, porque las manchas solares no son realmente estacionarias, la variación de las distancias entre las manchas, o los grupos de manchas, prueba que se mueven en dirección longitudinal, es razonablemente cierto que el período rotacional del Sol aumenta desde 25,4 días en el ecuador, donde la velocidad de rotación es de 1,98 Km/seg, hasta 33 días a 75"de latitud (N o S) es evidente que el Sol, que es un cuerpo gaseoso, no gira como un sólido, y ello da origen a distorsiones internas, que se pueden asociar con los campos magnéticos variables ligados a las manchas solares.

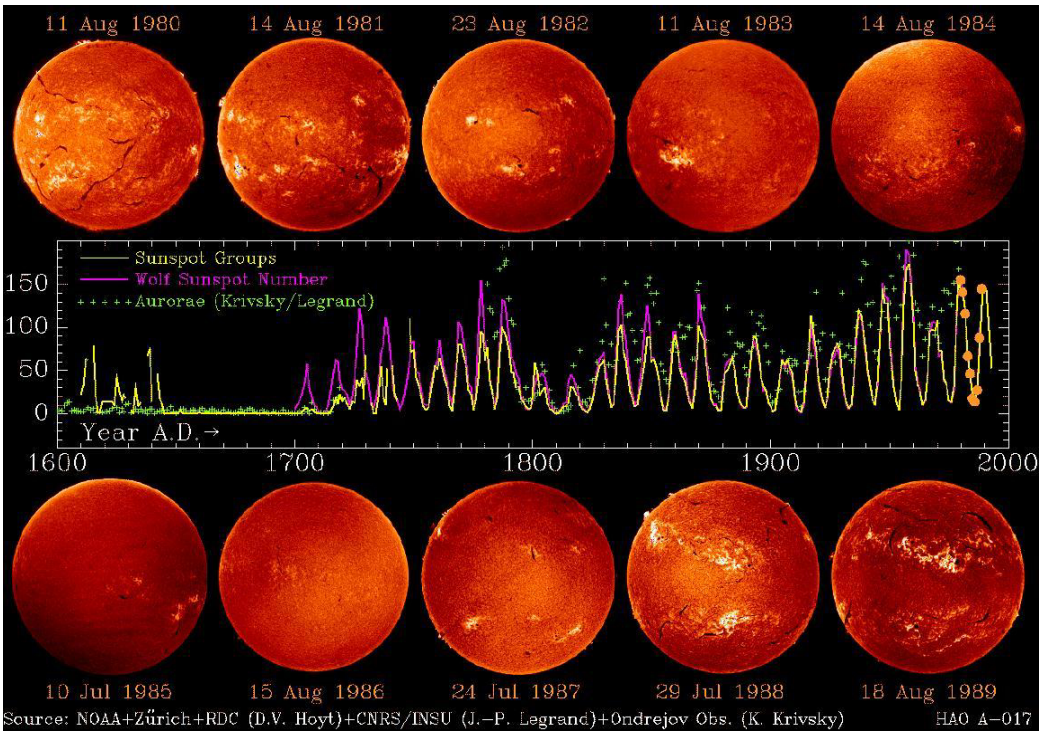


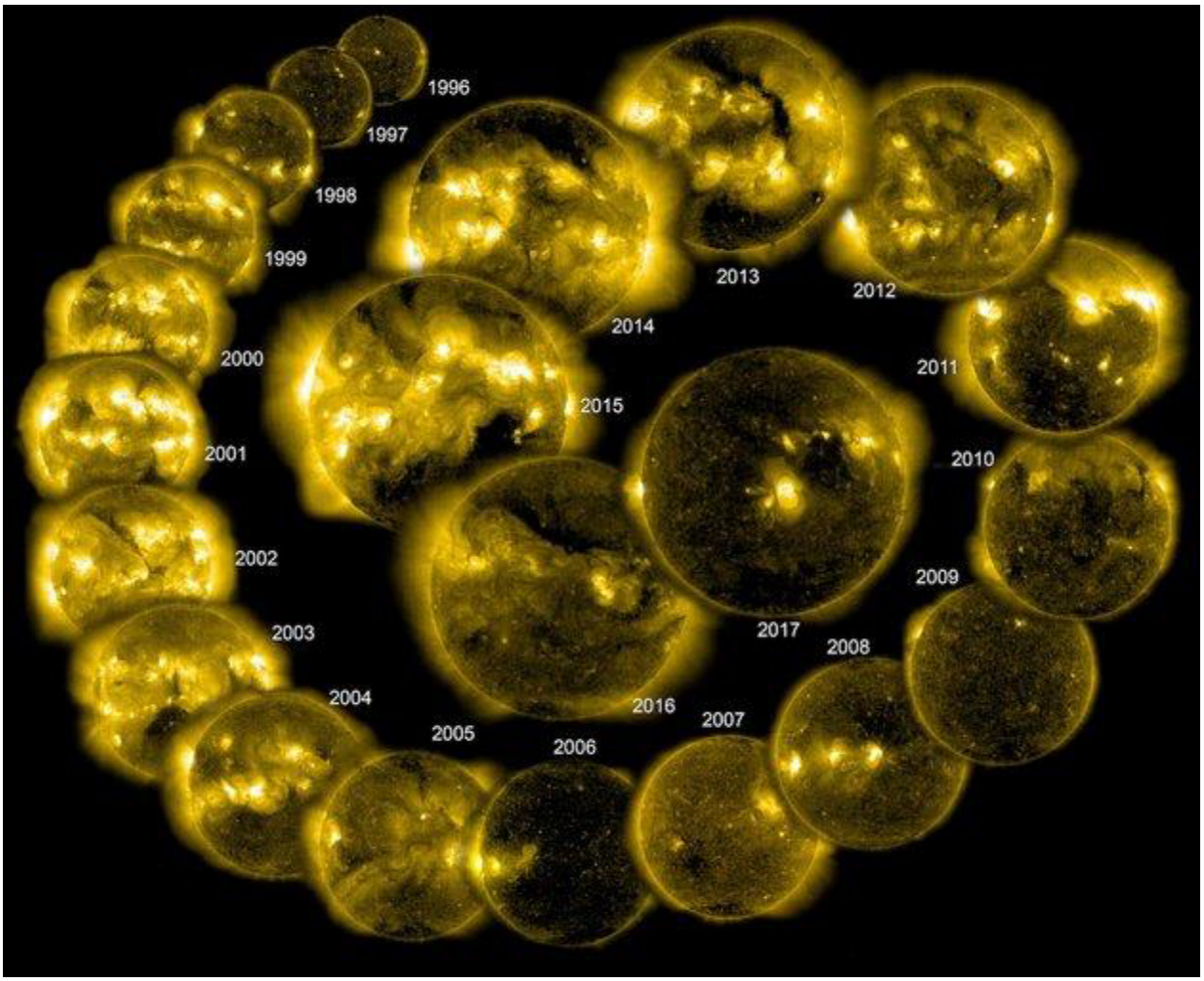


Máximos y mínimos solares

Desde hace largo tiempo se sabe que el número de manchas solares varían de año en año y en 1843 S. H. Schwabe (astrónomo aficionado) demostró en Alemania, que esta variación es de naturaleza cíclica, es decir, que se repite al cabo de cierto período, el concepto de número, como medida cuantitativa de la actividad de las manchas solares, fue establecido por R. Wolf en 1849 partiendo de un determinado año, el número aumentaba hasta un máximo, después disminuía y al llegar a un mínimo, volvía a crecer hasta un máximo y así sucesivamente, el tiempo medio entra un mínimo y un máximo de unos 5 años, y entro un máximo y un mínimo de 6 años, por tanto, la duración total de un ciclo numérico de manchas es, por término medio, de algo más de 11 años, en realidad los períodos entre dos máximos consecutivos varían de 7,3 a 17 años y entre dos mínimos, de 8,5 a 14 años, es decir, que el ciclo de 11 años debe considerarse como un promedio y no como un período determinado, es posible, en cierto modo arbitrario, del número de manchas, sea una con causa de esta falta de uniformidad, además, pueden existir otros ciclos superpuestos de actividad solar, aún no identificados, así, se tiene la certeza relativa de un ciclo de unos 90 años, puesto de manifiesto por el número excepcional de manchas solares en los años 1778, 1870 y 1957-1958 y 2001.

Otra propiedad importante de las manchas solares se refiere a su posición en 1a superficie solar, al principio, es decir, (en el mínimo de un ciclo), las manchas aparecen de ordinario lejos del ecuador, aunque raramente por encima de los 35° de latitud N o S, a medida que avanza el ciclo, las manchas se acercan más al ecuador, y al final del ciclo, o sea, inmediatamente antes del segundo mínimo, se forman hacia los 5° de latitud N o S, una vez formadas las manchas, su variación en latitud es muy pequeña, generalmente hay cierta superposición entre un ciclo de 11 años y el siguiente, debido a que las manchas del ciclo que termina se originan cerca del ecuador, al mismo tiempo que las del ciclo siguiente están apareciendo entre los 30° y los 35° de latitud, tanto N como S, esto prueba que la actividad de las manchas solares no es un simple fenómeno periódico, ya que comienza un ciclo cuando aún no ha terminado el anterior, cuando en la superficie solar se observan muchas perturbaciones (como en el caso de el máximo de manchas) se dice que el Sol está muy activo, por el contrario, el año 1964/1965, de mínimo de manchas solares, se designó como el Año Internacional del Sol Quieto, para las observaciones del Sol no perturbado.





Explorando el Sol a lo largo de sus paralelos, se puede determinar la distribución de las líneas magnéticas sobre su superficie, así como sus direcciones e intensidades, las primeras observaciones, dadas a conocer en 1953, pusieron de manifiesto que el Sol tiene un campo magnético general, aparte de numerosos campos locales, en aquel tiempo, el polo positivo del campo estaba en el N y el negativo en el S, en los años siguientes fue debilitándose la intensidad del campo hasta acabar por no ser detectable, a comienzos del año 1957, reapareció el campo polar S, pero con polaridad invertida y durante un año los dos polos, el N y el S fueron ligeramente positivos, pero a fines de 1958 cambió el signo del polo N, pasando de positivo a negativo, el cambio de signo ocurrió casi al mismo tiempo que la máxima actividad de manchas solares (1957-1958) existe cierta relación entre el cambio de signo del campo magnético general del Sol y el de los campos locales de las manchas solares (en estas últimas el cambio de signo tiene lugar cerca del mínimo de manchas al comenzar cada nuevo ciclo de 11 años) mientras que el campo general se invierte muy cerca del máximo de actividad macular, se deduce fácilmente que el campo magnético del Sol no es como el de la Tierra, que es bipolar y relativamente simple, el hecho de que los dos polos del Sol puedan tener a veces la misma polaridad indica que el astro tiene dos clases de campo magnético, uno bipolar, al que se debe el magnetismo general, y otros toroidales o anulares de direcciones contrarias en uno y otro hemisferio, a los que se atribuyen las perturbaciones solares, la interacción entre estos campos puede ser, probablemente la causa de los cambios de polaridad observados, debido a la conexión fundamental entre los campos magnéticos solares con las perturbaciones de la atmósfera del Sol, y con los efectos producidos sobre la Tierra, ofrece el mayor interés su estudio en esta rama de la ciencia del espacio.

Descargas radiosolares

Son fenómenos de radio transitorios de los varios que se han relacionado con diferentes aspectos de la actividad solar, muchos de ellos no guardan relación con la temperatura de la región de que proceden, por lo cual se llaman radioemisiones no térmicas, pero otros son realmente emisiones térmicas. En primer lugar, se tiene el efecto llamado de componente de variación lenta de la radioemisión, que se manifiesta por un aumento de intensidad en la banda de longitudes de onda de 3 cm, este fenómeno coincide con la aparición de manchas en la fotosfera, aun cuando la radiación parece iniciarse en la base de la corona, la radioemisión puede prolongarse desde unos días hasta unos meses, es decir, más allá de la duración de los efectos visibles de la perturbación, la persistencia está indicada por la periodicidad de unos 27 días con que suele observarse y que corresponde al período de rotación del Sol, lo que significa que las áreas activas pueden durar un tiempo igual al de dos o más rotaciones solares, se cree que la componente de variación lenta es de origen térmico procedente de regiones locales que tienen una densidad mayor y una temperatura más alta que sus circundantes, la variación general de la intensidad durante un período largo de tiempo sigue los cambios del número de manchas solares, tanto aquella como estas últimas acusan claramente una actividad solar, las llamadas radiotempestades de ruidos, en la banda de 1 a 10 m de longitud de onda, se presentan cuando el Sol está especialmente perturbado, y pueden durar horas y hasta días, a estas tempestades continuas de ruidos se superponen descargas de varios m de longitud de onda, llamadas descargas de tipo I, de una anchura de banda relativamente reducida y que duran desde una fracción de segundo hasta varios minutos, tal emisión se origina en la corona, en regiones situadas sobre las grandes manchas solares, Las descargas corresponden indudablemente a períodos de extraordinaria actividad, no se conoce todavía la naturaleza de la perturbación, dada la intensidad de las descargas, no parece que la radiación sea de origen térmico, es posible que esta clase de descargas sea la misma radiación electromagnética que se produce por electrones de gran energía a su paso por un medio transparente, cuando su velocidad es mayor que la de la luz en este mismo medio, tanto las tempestades de ruidos de fondo, como las descargas de tipo I, están polarizadas circularmente, indicando que los electrones han adquirido un movimiento circular, probablemente en un campo magnético.

Las descargas de tipo II o de arrastre lento, duran de 5 a 30 minutos, tienen lugar en una estrecha banda de frecuencias lentamente decrecientes (longitudes de onda crecientes) del orden de menos de 1 m hasta unos 10 m, la aparición de estas descargas está íntimamente ligada a la de grandes erupciones en la cromosfera, aunque la radioemisión proceda de la corona, la variación de frecuencia indica que el foco emisor se traslada hacia afuera, o sea, hacia la región de menor densidad de electrones, con una velocidad estimada en unos 1000 Km/seg, las descargas del tipo II aparecen, con frecuencia, acompañadas de expulsión de materia desde el Sol a grandes velocidades, y en efecto, la velocidad de salida de la perturbación, calculada por la disminución de su frecuencia, es análoga a la que poseen las partículas energéticas expulsadas a veces al producirse una erupción, se ha sugerido que las partículas engendran una onda de choque que da lugar a oscilaciones en el plasma (no polarizado) a su paso a través de la corona, se cree que estas oscilaciones del plasma son las causantes de la radioemisión del tipo I, también la variación de frecuencia es una propiedad característica de las descargas del tipo III o de arrastre rápido, que al igual que las del tipo II van asociadas a las erupciones solares y ocurren en la misma banda de longitudes de onda, las descargas del tipo III son de corta duración, de unos 10 seg, y se presentan frecuentemente en grupos, la frecuencia y la longitud de onda varían cerca de cien veces más rápidamente que las del tipo II, la emisión se debe posiblemente a oscilaciones del plasma, al menos en parte, pero el foco se traslada ahora a gran velocidad por fuera de la corona a una velocidad de 100000 Km/seg, existe una modificación del tipo III, llamada descarga-U, porque la frecuencia aumenta después de disminuir (la gráfica tiene forma de U), a veces una descarga del tipo II va seguida de otra del tipo IV, o descarga continua, con ocasión de una gran erupción solar.

Consiste esta descarga en una emisión bastante regular, en la banda de 50 cm a 10 m de longitud de onda que puede durar desde unos minutos hasta unas cuantas horas, las radiaciones del tipo IV están polarizadas circularmente, y se atribuyen a la radiación sincrotrónica producida cuando electrones relativistas, es decir, electrones con una velocidad muy grande, próxima a la de la luz, describen espirales alrededor de las líneas de fuerza de un campo magnético, radiación sincrotrónica se sabe que cubre una banda ancha y continua de longitudes de onda, como la que caracteriza a las descargas del tipo IV, normalmente, la radiación sincrotrónica está polarizada linealmente, pero si las ondas atraviesan un plasma que contiene un campo magnético, la polarización se convierte en circular, que es el caso de las descargas del tipo IV, así como las descargas del tipo IV siguen a veces a las del tipo II, las del tipo V siguen a ciertas descargas del III, acompañando a las grandes erupciones.

Las descargas del tipo V son de corta duración, solo de unos cuantos minutos, se conocen pocos datos respecto a estas descargas, excepto que son continuas y que ordinariamente se extienden sobre una banda de ondas largas, por encima de varios metros, es decir, con frecuencias inferiores a 100 Mc/seg, es probable que, como las descargas del tipo IV, las del V sean una especie de radiación sincrotrónica, aunque a veces están polarizadas elípticamente, los fenómenos asociados con las erupciones solares y con las radiodescargas son muy complejos, pero parece existir cierta relación entre ellos, el período inicial de brillo rápidamente creciente de una erupción va acompañado, por lo general, de una o más descargas cortas e intensas del tipo III, cada descarga aparece asociada con una breve, pero violenta explosión luminosa de la erupción, las descargas del tipo III van seguidas ordinariamente, pero no siempre, de otra del tipo V, si la erupción es grande e intensa, es decir, de las clase se presenta una descarga del tipo II, seguida, a veces, de otra del tipo IV.

Zona de radiación

En la región central, a una temperatura de 15000000 °C, la intensidad máxima de radiación tiene lugar en una longitud de onda de unos 2 Å, o sea en la banda de los rayos-X, a medida que la energía calorífica se propaga por la zona radiante, dicho máximo se corre hacia longitudes de onda mayores, es decir, hacia energías más bajas, correspondientes a temperaturas también menores, en el centro del Sol y en los niveles más bajos de la zona radiante las temperaturas son tan altas que las partículas presentes son solo núcleos y electrones libres, al aumentar la distancia al centro, disminuye la temperatura y pueden existir átomos neutros y parcialmente descortezados, estos átomos pueden, sin embargo, resultar ionizados, es decir, perder uno o más electrones por la interacción con fotones de energía suficiente y la absorción de estar, consecuencia de ello es que el medio se vuelve cada vez más opaco al paso de las radiaciones, la distancia media que recorre un fotón antes de ser absorbido es mucho menor que en la proximidad del centro y la transmisión de energía por radiación (por fotones) es también menor, en esta situación, la convección contribuye considerablemente al mecanismo del transporte de energía, la zona radiante en el Sol va seguida por una zona convectiva cuyo espesor se ha estimado en unos 80000 Km, no Existe una delimitación bien definida entre ambas zonas, porque en determinadas partes de las mismas hay transmisión de energía tanto por radiación como por convección, la transmisión de energía por convección supone el movimiento material de un punto a otro, de las partículas cargadas de energía, este movimiento depende de las variaciones de densidad derivadas de la diferencia de temperaturas, el movimiento hacia afuera de la materia más caliente y el efectuado hacia adentro por la más fría, hacen que pase el calor a través de la zona convectiva, un factor adicional, que contribuye al efecto, es la recombinación en las capas superiores de iones y electrones que se forman por interacción con fotones en las capas más bajas, la materia resulta mucho menos opaca a la radiación para la temperatura reinante, en este punto comienza la fotosfera, por las partes superiores de esta región parcialmente transparente pasa la radiación solar, la emisión subsiguiente de energía se realiza casi totalmente por radiación, parte de la energía pasa de la zona convectiva a la cromosfera y a la corona por otros medios como las ondas de choque.

Instrumentos de estudio

Espectroscopio

Si descomponemos con un prisma un haz de rayos provenientes del Sol, observamos un espectro constituido por una serie de colores ordenada del violeta al rojo, si deseamos un espectro puro, o sea uno en el cual puedan verse las rayas observadas por primera vez por Fraunhofer en el año 1814 y que llevan su nombre, necesitamos que el haz de rayos solares, antes de incidir sobre el prisma, sea limitado primeramente por una ranura y que luego sea transformado en un haz de rayos paralelos por medio de una lente llamada colimador, a la salida del prisma los rayos coloreados son recogidos por otra lente que da una imagen del espectro que es a su vez aumentada por el ocular con el cual se la observa, este conjunto formado por la ranura, los lentes y el prisma, constituye el espectroscopio, que precisamente se llama así porque sirve para la observación visual del espectro.

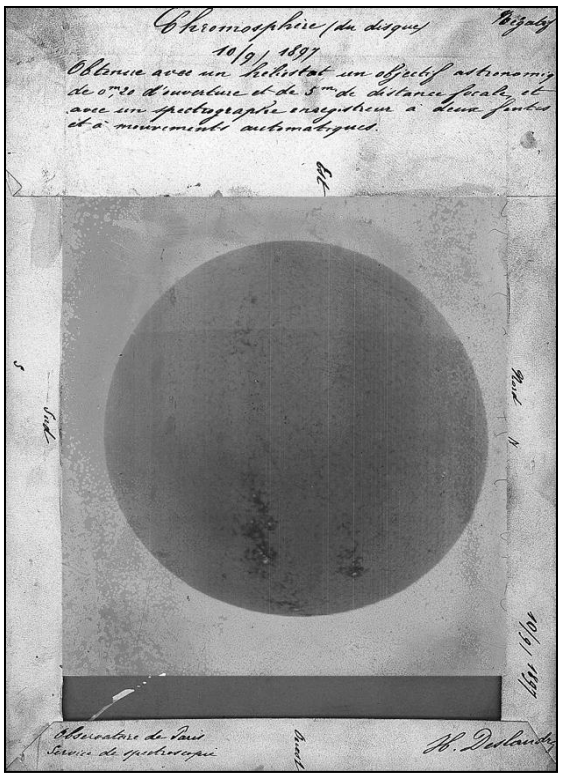
Espectrógrafo

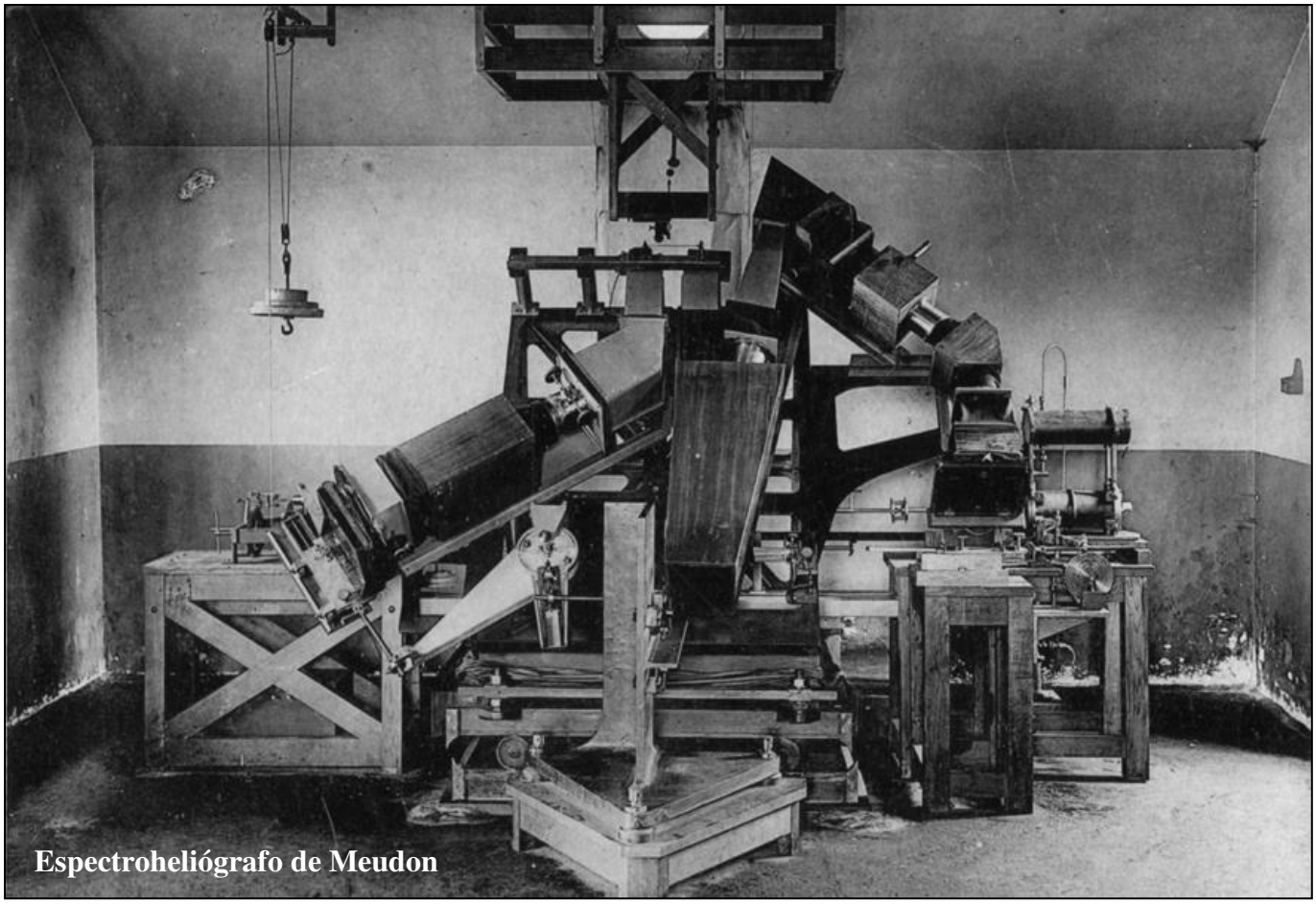
Si se desea realizar la observación fotográficamente en el lugar del ocular deberá colocarse una placa fotográfica, sobre la cual se obtendrá la fotografía del espectro solar, este espectro tendrá una longitud que dependerá del poder de dispersión del prisma y de la distancia focal del objetivo de la cámara fotográfica que proporciona la imagen sobre la placa, con una intensidad que varía según el grado de sensibilidad a los diversos colores de la placa utilizada, a estos instrumentos se les da el nombre de espectrógrafos.

Espectroheliógrafo

Se denominan espectroheliógrafo y espectrohelioscopio a los instrumentos que se emplean para fotografiar u observar el espectro solar con una determinada radiación monocromática, o sea, con un solo color o, más precisamente, con una de las rayas cuya investigación interesa por razones especiales, una vez que se consigue aislar a esa raya del espectro se puede, con los instrumentos mencionados, fotografiarla o hacer un examen visual sobre todo el disco solar, el espectroheliógrafo se puede adaptar a los telescopios reflectores como también refractores y cuando son de dimensiones considerables, se aplica útilmente a los telescopios fijos horizontales o verticales, los diversos tipos de espectroheliógrafo se diferencian en su dispositivo móvil, en algunos, se pueden mantener fija la imagen del Sol y la placa fotográfica, y se desplaza, como ya se dijo, todo el espectroheliógrafo, en otros, en cambio, se puede dejar fijo el espectroheliógrafo, y se hace mover al Sol delante de la primera ranura y simultáneamente se desplaza la placa fotográfica delante de la segunda (a este último tipo pertenece el primer e histórico espectroheliógrafo construido por Hale para su observatorio privado de Kenwood, cerca de Chicago).

En el Observatorio Astrofísico de Meudon, París, Deslandres, casi contemporáneamente con Hale, construía instrumentos similares para el estudio de las radiaciones monocromáticas del Sol, primeramente comenzó fotografiando al Sol con la segunda rendija ensanchada, de manera de obtener una pequeña porción del espectro solar a uno y otro lado de la raya en examen, de este modo, si a causa de los movimientos de los vapores a lo largo de la visual (efecto Doppler), o por otras razones la raya sufría desplazamientos, éstos se registraban sobre las fotografías, las representaciones de la raya se obtenían para todo el disco solar, dividiéndolo en numerosas zonas que se fotografiaban sucesivamente por medio de un movimiento discontinuo del espectrógrafo, el espectroheliógrafo se originó como una evolución natural del instrumento descripto, al cual Deslandres llamó espectro registrador de velocidades, el espectroheliógrafo de Meudon era del segundo tipo y el movimiento simultáneo del objetivo (25 mm de abertura y 4 m de distancia focal) y de la placa fotográfica se efectuaba por medio de dos motores eléctricos sincronizados, este instrumento, llamado múltiple, comprendía cuatro combinaciones diferentes que se formaban utilizando el mismo objetivo y colimador, el propósito de esas combinaciones era el de poder obtener imágenes del Sol de diversas dimensiones y con diferentes dispersiones en cualquier raya, cambiando rápidamente las partes ópticas y el medio dispersivo.





Espectroheliógrafo de Meudon

Espectrohelioscopio

Aunque la aplicación práctica de la fotografía a la observación astronómica alcanzó un gran desarrollo y fue el único medio disponible para el estudio de las imágenes monocromáticas, la observación visual ofrece, no obstante, algunas ventajas como la rapidez, la finura de los detalles perceptibles y otras que no deben tampoco olvidarse, por estas razones se continuaban realizando las observaciones visuales de protuberancias en el limbo, hasta que Hale, basándose en una idea propuesta por Janssen, Lockyer y Young, construyó el espectrohelioscopio, precisamente para la observación visual de los fenómenos solares en luz monocromática, la idea consistía en hacer oscilar o rotar la ranura del espectroscopio, para hacer visibles las formas de las protuberancias, pero luego prevaleció el método de ensanchar la ranura, Hale pensó en adaptar la ranura oscilante al espectroheliógrafo, haciendo oscilar con un movimiento sincrónico, rápida y conjuntamente, la 1° y la 2° ranura, apuntando esta última sobre una raya, como por ejemplo la Hα del Hidrógeno, de modo de obtener no sólo las imágenes de las protuberancias por medio de la persistencia de la visión, sino también las de los fáculas claras y oscuras proyectadas sobre el disco.

Hale consiguió realizarlo en su observatorio solar de Pasadena, California, con un telescopio horizontal y un espectroheliógrafo del tipo ya descripto, las dos ranuras del espectroheliógrafo iban montadas en los extremos opuestos de una barra horizontal, ésta se podía hacer oscilar con una amplitud de alrededor de 0,5 cm, a uno y otro lado de un soporte situado en el punto medio de la barra, como las partes ópticas estaban dispuestas de modo que la segunda ranura biseca constantemente la raya espectral que se examina, la oscilación sincrónica de las dos ranuras permitía ver una región del Sol a través de una abertura monocromática de alrededor de 0,5 cm de ancho, la observación se hacía con un ocular de 2 o 3 aumentos lineales, para ello, bastaba regular la velocidad del motor que hacía oscilar la barra horizontal, de manera que proporcione una imagen persistente, la delicada estructura de los detalles solares que pueden así observarse visualmente y la posibilidad de realizar observaciones en diversas partes (violeta o roja) de una misma raya, hacen del espectrohelioscopio un útil complemento y una ayuda del espectroheliógrafo.

El principio de las ranuras oscilantes del espectrohelioscopio se adoptó en el espectroheliógrafo del Observatorio Me Math-Hulbert, con este instrumento se podían obtener fotografías monocromáticas del Sol sin desplazar su imagen o la placa fotográfica, además se adosaron dispositivos cinematográficos (como a los espectroheliógrafos de Monte Wilson), que permitían obtener sobre películas de formato común, espectroheliogramas sucesivos en determinados intervalos de tiempo, esto constituía un progreso notable, tanto por la continuidad de las observaciones, como por la posibilidad de estudiar el desarrollo de los diversos fenómenos solares.

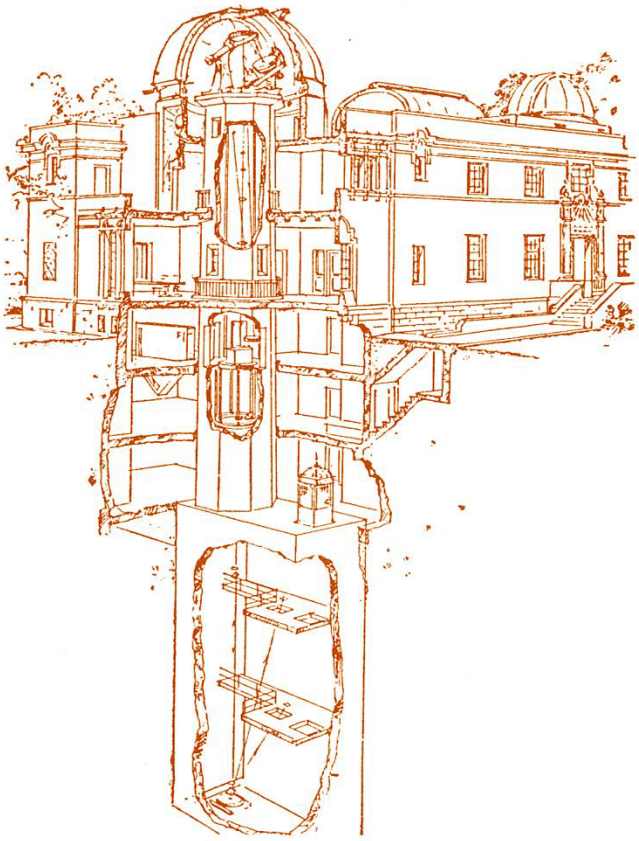
Mas adelante en el tiempo, la técnica moderna ha resolvió el problema de construir filtros que transmitieran una región limitadísima del espectro (tan estrechas que pueden alcanzar un solo Å) y que permiten la visión de conjunto del disco solar en una determinada radiación, sin necesidad de desplazar el instrumento o de usar ranuras oscilantes, la idea original sobre ese tipo de filtros se debe al astrofísico francés Bernardo Lyot, y por él y otros fueron construidos y perfeccionados, el principio sobre el cual se basan, consiste en hacer pasar sucesivamente la luz que se deja filtrar a través de una serie de polarizadores cuyos espesores están calculados para que produzcan franjas de interferencia, los espesores y el número de tales placas, a una temperatura correctamente regulada, permitían la aislación de ciertas longitudes de onda

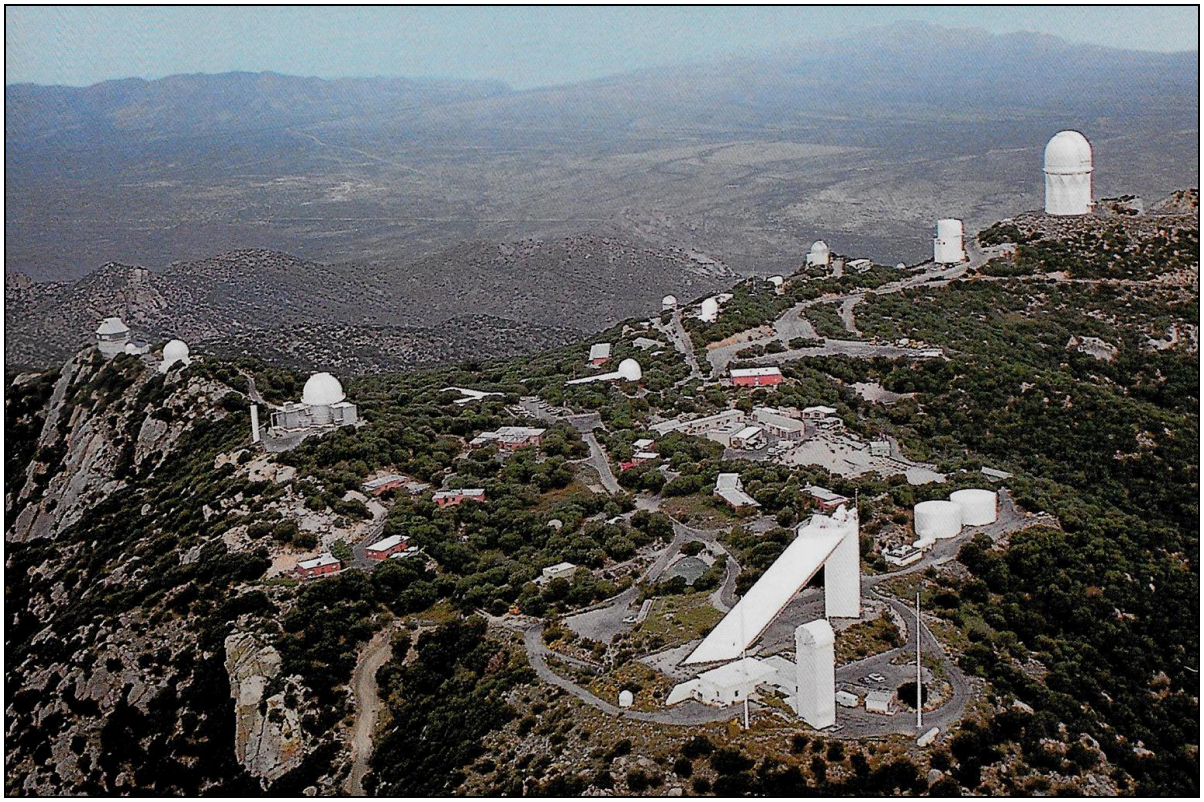
Telescopio solar

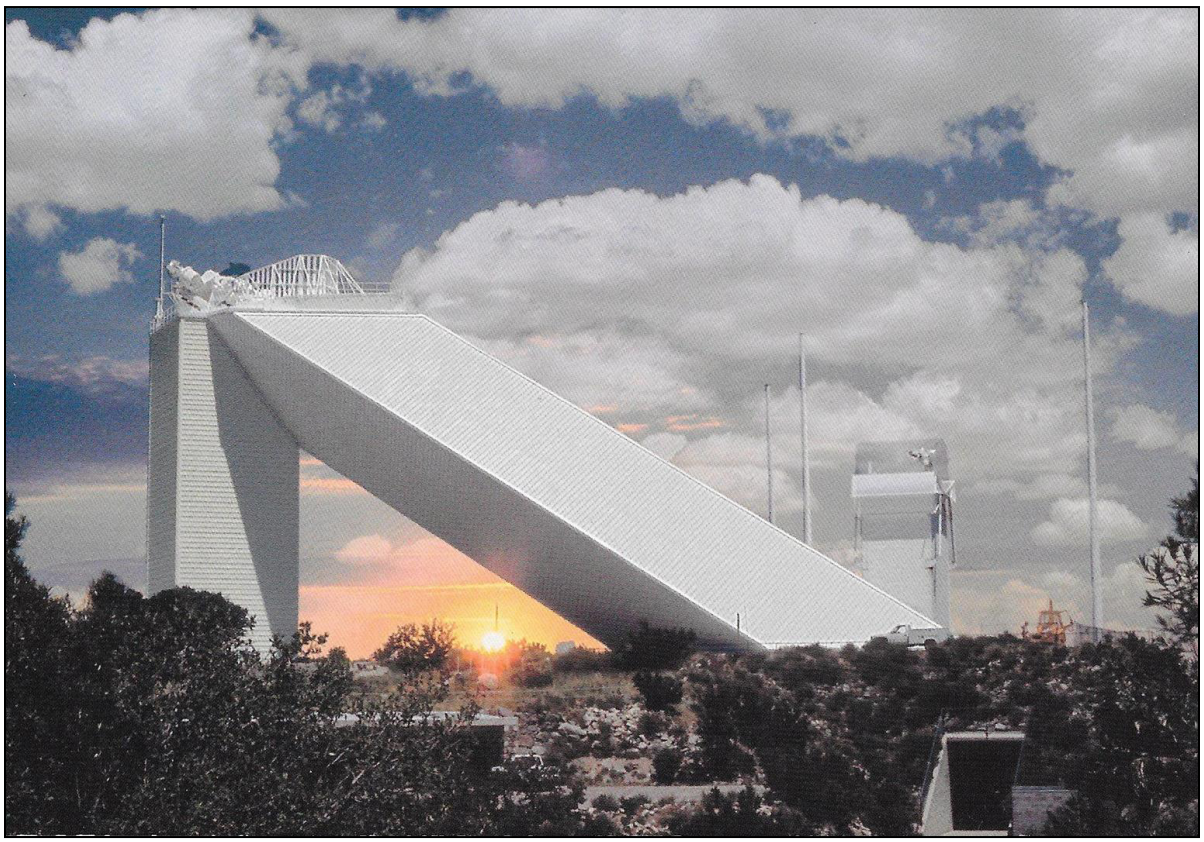
Los telescopios solares necesitan de una óptica lo suficientemente potente para alcanzar la mejor difracción posible, no obstante, no necesitan de la potencia de recolección de luz de otros telescopios astronómicos, debido a que los telescopios solares son operados durante el día, mostrando una imagen de un objeto astronómico muy brillante, y que el límite de visión impuesto por las turbulencias atmosféricas es mucho peor que el experimentado por los telescopios nocturnos, los objetivos de este tipo de telescopios son de 1 m o menos de diámetro, el calor generado por la luz del sol bien enfocada también plantea un problema de diseño, los observatorios solares pueden tener elementos con distancias focales muy largas y la trayectoria de la luz puede mantenerse en una ampolla de vacío para eliminar el movimiento del aire debido a la convección dentro del mismo telescopio, dado que esto hace que el telescopio resulte relativamente pesado (algunos de ellos son los telescopios ópticos más pesados del mundo) y que el objeto observado (el Sol) viaja en un camino angosto fijo a través del cielo, los telescopios solares suelen ser fijos en su posición (a veces bajo tierra) cuya única parte móvil es un helióstato que sigue la trayectoria del sol en el cielo, estos telescopios utilizan técnicas de filtración y de proyección para la observación directa, además de cámaras de filtrado de varios tipos, las herramientas especializadas tales como espectroscopios y espectrohelioscopios se utilizan para examinar el sol en diferentes longitudes de onda.

Abajo - Observatorio Solar del Instituto Tecnológico de California (Caltech)

Pag. 44 - Observatorio Solar Mc Math-Pierce de Kitt Peak National Observatory (NOAO), Arizona

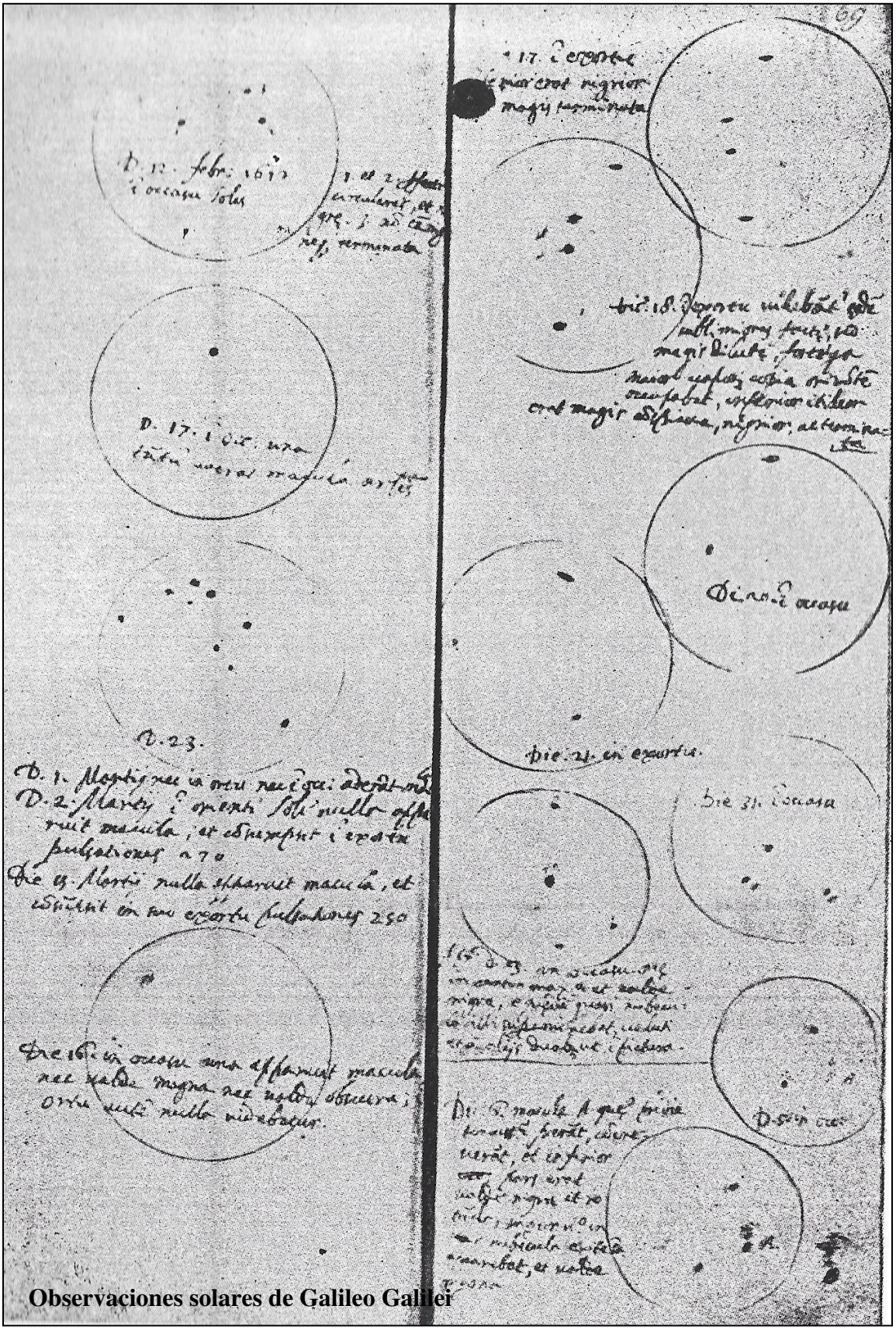






Historia de las observaciones solares

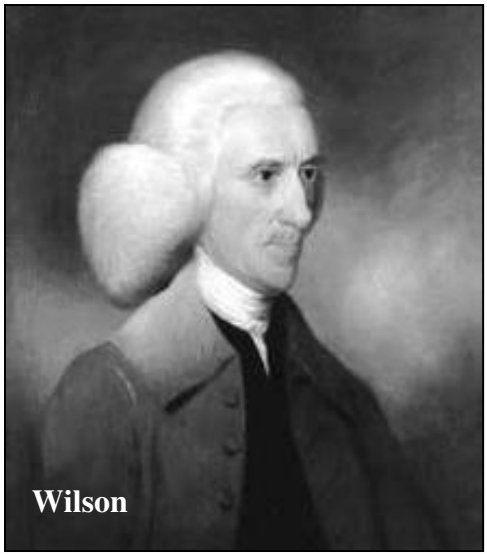
Los antiguos babilonios eran unos magníficos astrónomos que, además, fueron registrando sus observaciones durante siglos, en 1800AC. disponían de catálogos de las estrellas y tenían constancia de los movimientos de los planetas, a mediados del siglo VIIIAC., compilaban datos que iban observando en el cielo en fechas determinadas y aplicaban técnicas matemáticas tan complejas como las que usaban los astrónomos occidentales en la época de Copérnico, incluso después de que Alejandro Magno subyugara a los babilonios en 331AC., éstos siguieron perfeccionando sus métodos de observación, consiguiendo unos resultados sorprendentes, durante la última parte del siglo IVAC., el astrónomo babilonio Kidinnu calculó el movimiento del Sol con una precisión que no se superó hasta el siglo XX, los babilonios llegaron a semejantes resultados sin disponer de telescopios, ni de relojes precisos y sin ninguno de los instrumentos de medición que se encuentran en los observatorios actuales, se valieron, en vez de ello, de observaciones astronómicas que se habían ido registrando durante centenares de años y sus resultados fueron precisos por haberlas llevado a cabo regularmente, de esta forma, aunque las mediciones en sí contuvieran inexactitudes, su efecto fue mínimo, ya que, extendiéndose a períodos de centenares de años, los errores tienden a anularse por compensación, no propusieron ninguna teoría que pretendiera explicar los movimientos que observaban en los cielos nocturnos, sólo les preocupaba anotar lo que ocurría y predecir eclipses, conjunciones y retrogradaciones, tampoco les interesaba averiguar por qué se comportaban como lo hacían los objetos celestes, sólo querían saber lo que había ocurrido en el pasado y elaborar técnicas que les permitieran prever los acontecimientos que se observarían en el futuro. En los tiempos medievales, los estudiosos de la Europa Occidental seguían el dictado de Aristóteles respecto de que los cuerpos celestes eran inmutables y perfectos, de hecho, creer otra cosa hubiese constituido algo blasfemo, dado que así parecería impugnarse la calidad de la Obra de Dios, en particular, el Sol parecía perfecto, era un contenedor bañado por la luz de los cielos y no había cambiado desde el momento de su creación, ni cambiaría en ningún tiempo futuro, hasta el momento en que Dios pensase que el Sol llegase a su final, para asegurarse, de vez en cuando el Sol podía ser contemplado con impunidad cuando brillaba a través de la neblina y cerca del horizonte, y en ese caso aparecía, en raros momentos, como si existiese algún tipo de manchas en él, esto podía interpretarse como una pequeña nube oscura o, quizá, se trataba del planeta Mercurio al pasar entre el sol y la Tierra, pero nunca se pensó que pudiese ser un defecto del Sol, el cual, por definición, era intachable e incorrupto, hacia fines de 1610, Galileo Galilei, al emplear su telescopio para observar el Sol durante la neblina del anochecer (procedimiento arriesgado que, probablemente, contribuyó a la ceguera que llegó a afectarlo), vio manchas oscuras en el disco solar, otros astrónomos, que se enteraron muy pronto del uso que se hacía del telescopio, también informaron de aquellas manchas, uno de ellos fue un astrónomo alemán, Cristof Scheiner, que era jesuita, el superior de Scheiner, que había oído hablar de la observación, previno a éste para que no llevase demasiado lejos la fe en sus observaciones, Aristóteles no había efectuado ninguna mención de aquellas manchas y eso significaba que no existían, por tanto, Scheiner publicó sus observaciones de una forma anónima, y dijo que se trataban de pequeños cuerpos que orbitaban al Sol y que no formaban parte de él, de esta manera, se seguían los dictados de Aristóteles respecto de la perfección solar, Galileo, que tenía muy poco temple y estaba particularmente inclinado a querer conseguir para él los méritos, discutió aquel asunto de una forma intempestiva y como solía, con brillante sarcasmo (esto suscitó la hostilidad de los jesuitas, que ayudaron en los problemas que tuvo Galileo con la Inquisición) Galileo insistió en que sus observaciones habían sido las primeras y ridiculizó la sugerencia de que las manchas no formasen parte del Sol, señaló que, en cada limbo del Sol, las manchas se movían con mayor lentitud y se veían más en escorzo, por ello, dedujo que las manchas constituían parte de la superficie solar y que su movimiento era el resultado de la rotación del Sol sobre su eje en un período de veintisiete días, fue del todo correcto en esto y la noción de la perfección solar murió, para dolor de muchos de los que detentaban el poder y ello contribuyó asimismo a los problemas que tuvo Galileo llegado el momento.

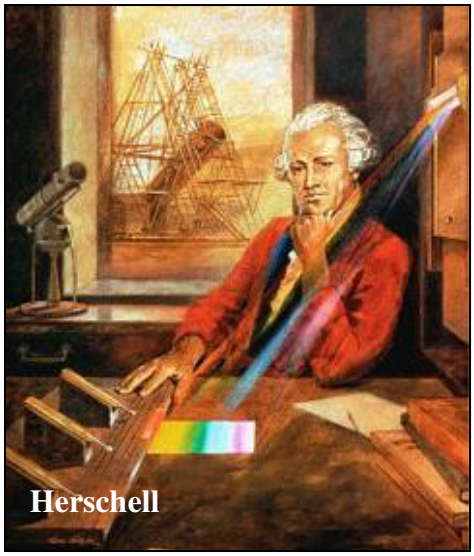


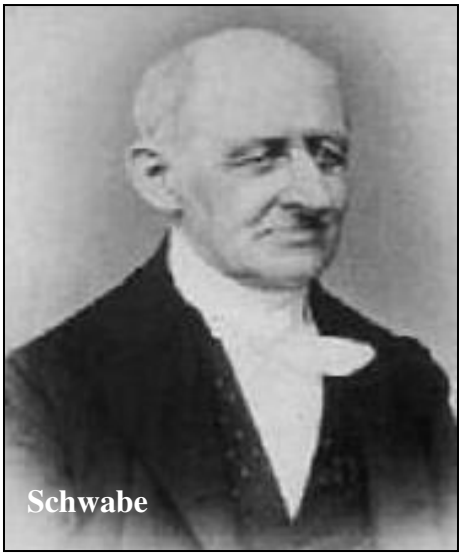
Observaciones solares de Galileo Galilei

Varios astrónomos informarían, ocasionalmente, acerca de manchas solares o de carencia de manchas solares y dibujaron bosquejos de su aparición y demás circunstancias, el siguiente acontecimiento se produjo en 1774, cuando un astrónomo escocés, Alexander Wilson, se percató de la existencia de una gran mancha solar, que se aproximaba al limbo del Sol cuando éste era visto de perfil y con la apariencia de ser cóncava, se preguntó si los bordes oscuros de la mancha solar no podrían ser declives, como la superficie interior de un cráter y si el centro oscuro no sería un agujero en las profundidades del Sol, este punto de vista fue seguido en 1795 por William Herschel, quien sugirió que el Sol era un cuerpo frío, opaco, con una capa ígnea de gases a su alrededor, según su punto de vista, las manchas solares eran agujeros a través de los cuales podía verse el cuerpo frío de debajo, Herschel especuló respecto de que el cuerpo frío podía incluso estar habitado, naturalmente, todo esto se demostró erróneo puesto que la superficie brillante del Sol es su parte más fría (cuanto más se profundiza en el Sol, más calor encontramos, y en su centro, la temperatura es de 15 millones de grados, no obstante, esto no fue comprendido hasta los años 1920, incluso los tenues gases que se encuentran por encima de la superficie solar son más calientes que la parte brillante que vemos, con una temperatura que rebasa el millón de grados, aunque esto no se descubrió hasta los años 1940, aunque la idea de Herschel fuese equivocada, suscitó ulterior interés acerca de las manchas solares, el progreso en las observaciones solares llegó con un alemán llamado Heinrich Schwabe (farmacéutico aficionado a la astronomía) en 1825, Schwabe comenzó a observar el Sol en la búsqueda de un planeta que cruzase entre el Sol y la Tierra, no encontró ningún planeta, al poco tiempo, se olvidó del planeta y comenzó a hacer bosquejos de las manchas solares, las cuales cambiaban de posición y de forma de día en día, observó cómo morían las antiguas y se formaban otras nuevas, se pasó nada menos que 17 años observando el Sol todos los días que no estuviese nublados.

Hacia 1843, fue capaz de anunciar que las manchas solares no aparecían al azar, que existía un ciclo, año tras año, había más y más manchas solares, hasta llegar a un ápice, luego, el número disminuía hasta que casi desaparecían y se iniciaba un nuevo ciclo, el espacio de tiempo entre ápice y ápice era de unos diez años, la comunicación de Schwabe fue ignorada hasta que el científico Alexander von Humboldt se refirió a ella, en 1851, en su libro Cosmos (que constituía una gran visión global de la Ciencia) en aquella época, el astrónomo escocés-alemán Johann von Lamont midiendo la intensidad del campo magnético de la Tierra, descubrió que aumentaba y disminuía de una forma regular, en 1852, un físico británico, Edward Sabine, indicó que la intensidad del campo magnético de la Tierra aumentaba y disminuía en coincidencia con el ciclo de las manchas solares, eso hizo ver que las manchas solares afectaban a la Tierra y, por lo tanto, empezaron a ser estudiadas, cada año, se concedió un número de mancha solar Zürich (según una fórmula elaborada en 1849 por el astrónomo Rudolf Wolf, que era de Zürich, Zuiza) siendo el primero en indicar que la incidencia de las auroras boreales también aumentaba y disminuía en relación con el ciclo de las manchas solares.


Wilson


Herschell


Schwabe

Los informes de fechas anteriores al descubrimiento de Schwabe fueron cuidadosamente estudiados y también se otorgó número de manchas solares a aquellos años, no obstante, ello no representa una regularidad tipo metrónomo, dado que algunos intervalos de ápice a ápice son sólo de 7 años, mientras que existen otros que alcanzan incluso los 17 años y esos puntos más elevados tampoco tienen siempre igual número, se produjo un ápice en 1816, con un número de manchas solares de sólo unas 50, por otra parte, el ápice de 1959 presentó un número de 200 manchas solares y fue el más alto registrado, en 1970 fue de 100 manchas solares.

En la actualidad, el Sol no da vueltas como una sola pieza, porciones de la superficie (que se encuentran más lejos de su ecuador) tardan más tiempo en efectuar un giro completo que las porciones más cercanas al eje ecuatorial, esto tiene como resultado un efecto que, al parecer, retuerce las líneas de fuerza magnética, aplastándolas hacia arriba y hacia fuera de la superficie, de este modo las manchas solares constituyen el punto de emergencia de las líneas de fuerza magnética, en 1908, tres siglos después del descubrimiento de las manchas solares, cuando el astrónomo de Estados Unidos George Hale detectó un fuerte campo magnético en asociación con las manchas solares.

Los astrónomos debían averiguar las razones de por qué el campo magnético crece y se desvanece de la forma en que lo hace, por qué el período varía, tanto en duración como en intensidad, por qué las manchas solares aparecen en una elevada latitud al principio de un ciclo y se abre camino más cerca del ecuador solar a medida que el ciclo progresa de por qué la dirección del campo magnético se invierte con cada nuevo ciclo, y así indefinidamente, no es una cosa fácil, puesto que se hallan implicados numerosos factores, la mayor parte de los cuales son mal comprendidos, naturalmente, el mudable campo magnético del Sol produce cambios, además de las variables presencias y posiciones de las manchas solares altera la incidencia de las erupciones solares, la forma de la corona, la intensidad del viento solar, etc, ninguna de esas cosas se encuentra interconectada de una forma obvia, pero el hecho de que todas crezcan y disminuyan al unísono, deja claro que deben tener una causa que les sea común.

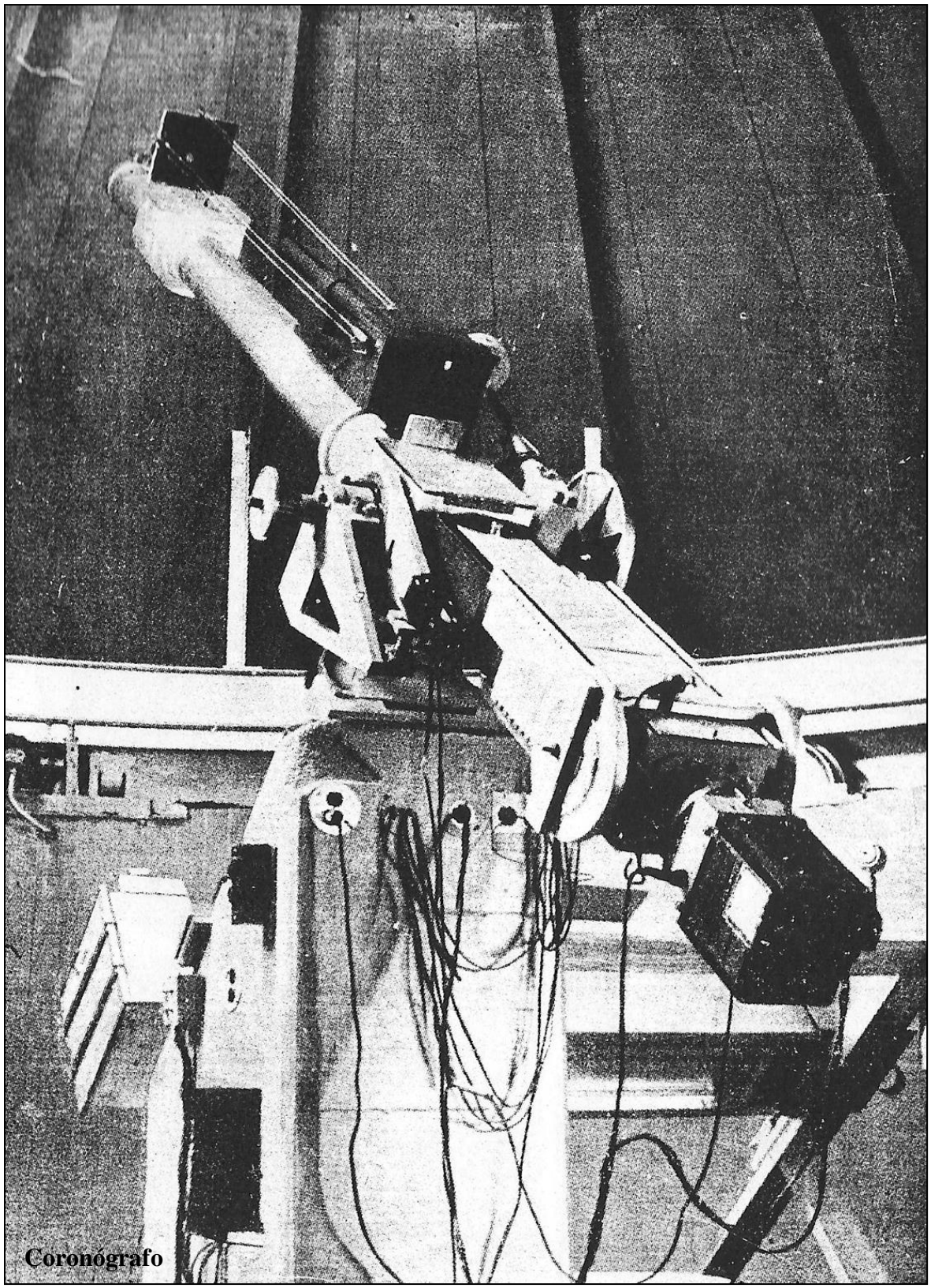
Maunder

En 1893, el astrónomo británico, Edward Maunder, al hacer comprobaciones en los informes más primitivos, para poner al día el ciclo de manchas solares con anterioridad al siglo XVIII, quedó asombrado al descubrir que, virtualmente, no existían informes sobre manchas solares entre los años 1643 y 1715 (esos límites son, en cierta forma, arbitrarios pero, sin embargo, son bastante ajustados, existían informes fragmentarios acerca de numerosas manchas solares e incluso dibujos de sus formas, en tiempo de Galileo y de sus contemporáneos e inmediatos sucesores, pero, a continuación, no existía nada y no es que nadie dejara de mirar, hubo astrónomos que realizaron observaciones y que informaron de no haber podido localizar manchas solares, Maunder publicó sus descubrimientos en 1894 y de nuevo en 1922, pero nadie le prestó atención, el ciclo de manchas solares estaba muy bien establecido y no parecía posible que algo lo afectase, en 1900, un Sol sin manchas resultaba tan inaceptable como un Sol con manchas lo había sido en 1600, pero hacia 1970, el astrónomo John Eddy, al dar con el informe que, llegado el momento, denominó los mínimos de Maunder, decidió seguir adelante con aquel asunto, al realizar todas esas comprobaciones, averiguó que los informes de Maunder eran correctos, el astrónomo ítalo-francés Giovanni Cassini, que fue el principal observador de su tiempo, localizó una mancha solar en 1671 y escribió que habían pasado 20 años sin que se viesen manchas solares de ningún tamaño, John Flamsteed, Astrónomo Real de Inglaterra, informó que, finalmente, había localizado una mancha solar después de 7 años de observar el Sol, Eddy investigó los informes de observaciones de las manchas solares con el ojo desnudo, procedentes de muchas regiones, entre las que se incluían los datos del Lejano Oriente y que no había tenido disponibles Maunder, tales registros se retrotraían hasta el siglo VAC. y, por lo general, contenían de cinco a diez observaciones por siglo (Sólo las manchas muy grandes pueden observarse a simple vista) no obstante, existían lagunas, y una de ellas abarcaba los mínimos de Maunder.

Aparentemente, los mínimos de Maunder eran bien conocidos incluso después de que Schwabe hubiese descubierto el ciclo de manchas solares, pero fueron luego olvidados a causa de que no se adecuaban a los nuevos conocimientos, en realidad, había sido así porque los mínimos de Maunder se habían establecido mucho después del descubrimiento de las manchas solares, como para poder relacionar el mencionado ciclo de las manchas, no fueron sólo los informes de la carencia de manchas solares los que establecieron la existencia de los mínimos de Maunder, existían otros informes consistentes y relacionados con otras consecuencias del campo magnético del Sol, el viento solar es el responsable de las auroras boreales y se halla relacionado con el campo magnético del Sol, particularmente con los estallidos de las erupciones de energía solar, que son más corrientes cuando el Sol se halla más activo magnéticamente en las épocas en que se produce la incidencia de las mayores manchas solares, si se produjeron pocas o ninguna manchas solares, durante un período de 70 años, debió de tratarse de una época, en general, tranquila para el Sol, desde el punto de vista del magnetismo y el viento solar sólo resultó ser un viento suave, en este aspecto, y visibles desde Europa en aquel tiempo, tuvieron que producirse pocas o ninguna auroras boreales, Eddy revisó los archivos y descubrió que los informes de auroras boreales también se hallaban ausentes durante los mínimos de Maunder, existían numerosos informes, a partir de 1715 (también unos cuantos antes de 1640) pero casi ninguno entre las mencionadas fechas.

Cuando el número de manchas solares se acerca a su ápice y la actividad magnética del Sol es elevada, la corona se aparece llena de auroras que irradian desde el Sol y que son en extremo complejas y bellas, cuando el número de manchas solares es bajo, existen pocas o ninguna auroras y la corona aparece como una neblina sin forma alrededor del Sol, y no presenta nada que sea notable, desgraciadamente, durante los mínimos de Maunder, los astrónomos aún no tenían la costumbre de viajar por todo el mundo con objeto de ver eclipses totales de Sol (no era tan fácil entonces, como se hizo después, el recorrer largas distancias) por lo que sólo unos pocos de los más de sesenta eclipses totales de este período pudieron ser observados con detalle, de todos modos, los que lo fueron mostraban coronas que eran, en todo caso, del tipo asociado con mínimos de manchas solares.

Dada la elevada temperatura del Sol, es natural que este emita radiaciones electromagnéticas de larga longitud de onda, ondas de radio, así como ondas de longitud media, IR y visibles y de onda corta (como son las UV y los rayos-X) pero hasta 1942, en que J. Hey, en Inglaterra (trabajo publicado en 1940) y S. Southworth, en los Estados Unidos (informe fechado en 1945) identificaron las ondas solares de radiofrecuencia, no se tuvo la plena certeza de su existencia en la gama de las radiaciones emitidas por el Sol, desde entonces se ha dedicado gran atención al estudio de estas radiaciones tanto en las épocas de actividad solar, como en los períodos de inactividad o reposo, los fenómenos son muy complejos, pero una clasificación provisional ha hecho posible relacionarlos con ciertas condiciones solares, aunque las ondas de radiofrecuencia son radiaciones electromagnéticas como la luz visible, los rayos-X, etc., presentan ciertas ventajas para el estudio del Sol, el plasma que constituye la cromosfera y la corona es transparente a la luz visible y a las ondas más cortas del espectro, cuando se observan tales radiaciones a través del disco solar, no es cosa fácil determinar con exactitud los niveles en que se originan, se pueden hacer inferencias comparando fotografías tomadas con radiaciones monocromáticas de diferentes longitudes de onda, pero las conclusiones son solo aproximadas, para obtener una información más precisa era necesario estudiar los perfiles o proyecciones que sobresalen del disco solar, ya sea durante un eclipse o utilizando el coronógrafo.



Coronógrafo

Estudios del Sol realizados desde Argentina

1947 El Servicio Meteorológico Nacional contrata al austríaco Fritz Prohaska, quien dota de piranógrafos a varias estaciones meteorológicas de Argentina.

1957 Se crea el Instituto de Física de la Atmósfera, que hace mediciones con pirgeómetros y balances.

1964 Se crea la Comisión Nacional para el Año Internacional del Sol Quieto (CNAISQ) para capitalizar los fondos internacionales asignados para este tipo de estudios.

1968 Se crea la Comisión Nacional de Estudios Geo-Heliofísicos (CNEGH) a partir de la CNAISQ.

1970 Por convenio, el Observatorio de Física Cósmica de San Miguel se incorpora como observatorio piloto de la CNEGH con la denominación de Observatorio Nacional de Física Cósmica San Miguel (ONFCSM).

1970-1980 Científicos de la CNEGH, elaboran 12 mapas mensuales y 1 anual de la distribución espacial de la irradiancia solar sobre plano horizontal en Argentina.

1976 La dictadura militar cesantea a la mayoría del personal de la CNEGH, perdiéndose gran parte de los datos recopilados por el ONFCSM.

1978 El gobierno de facto disuelve la CNEGH, transfiriendo el personal y los bienes muebles e inmuebles a la Comisión Nacional de Investigaciones Espaciales (CNIE) el ONFCSM pasa a depender la Fuerza Aérea Argentina con la denominación inicial de Centro Espacial San Miguel (CESM) y posterior de Centro de Investigaciones San Miguel (CISM) en noviembre de ese año comienzan a instalarse las primeras estaciones del Noroeste Argentino de la Red Solarimétrica también puesta bajo dependencia de la CNIE.

1985 La Red Solarimétrica tiene instaladas 41 estaciones de medición diaria de irradiancia solar.

1991 Se disuelve la CNIE, el CISM pasa a depender del Dirección General de Investigación y Desarrollo de la Fuerza Aérea Argentina.

1997 El físico Hugo Grossi Gallegos, trabajando en el CISM, completa las mediciones de irradiación solar diaria sobre plano horizontal en todo el territorio argentino, presentado en forma de 12 cartas mensuales y 1 anual.

1998 Creación de la Red Iberoamericana de Solarimetría el 01-07 (RISOL).

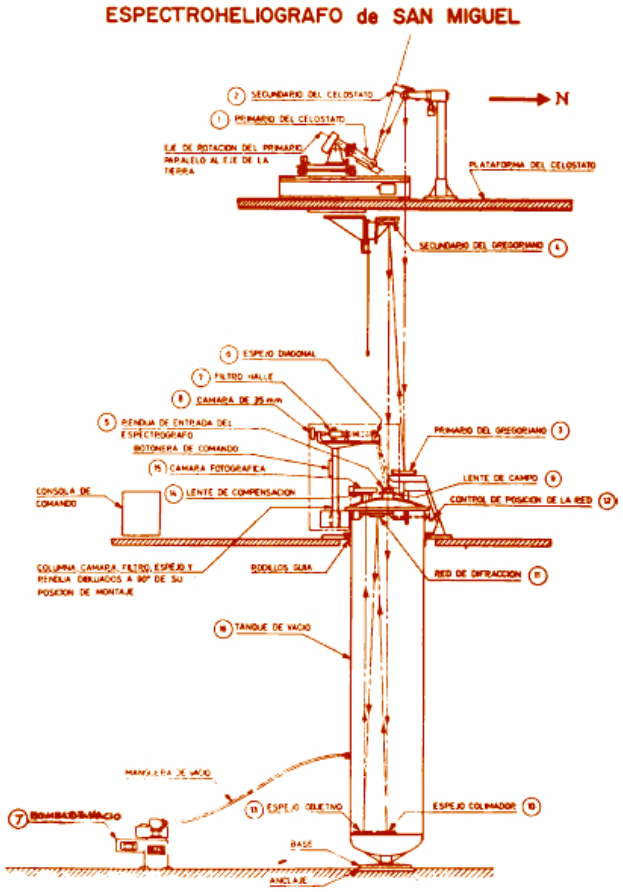
2007 Se publica el Atlas de Energía Solar de la República Argentina con mapas de irradiación solar (0,3/3μ) sobre plano horizontal y de heliofanía efectiva en todo el territorio nacional.

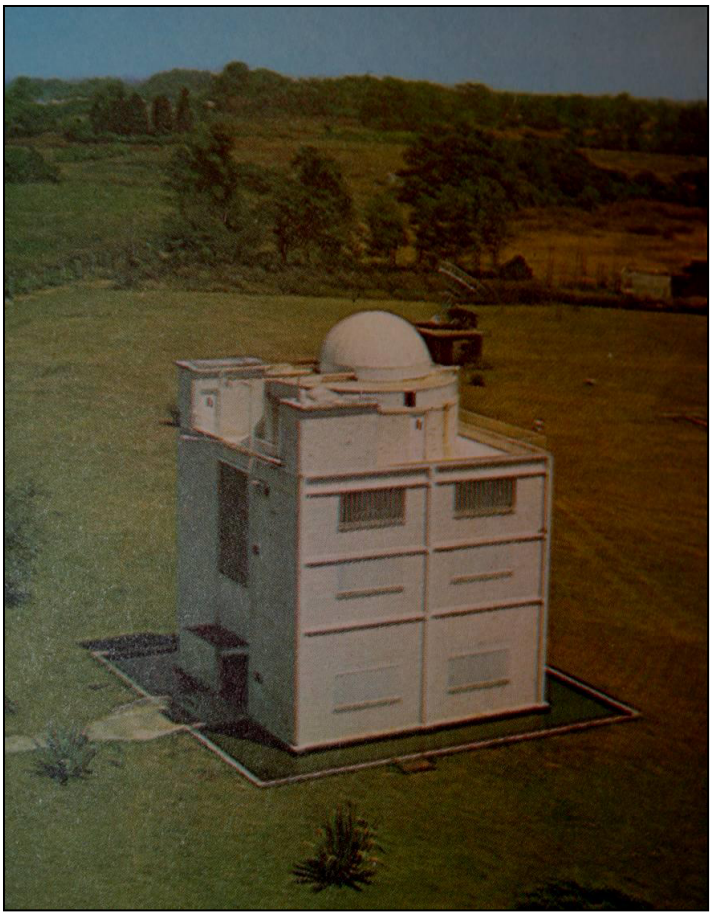
Observatorio de Física Cósmica San Miguel

El 12-12-1935 se inaugura oficialmente el Observatorio de Física Cósmica de San Miguel, en un acto realizado delante del edificio principal (perteneciente a los miembros de la Compañía de Jesús) con la presencia del Presidente Agustín P. Justo, también se encontraban en el acto el embajador de España, Alfonso Danvila (lo que destacaba la importancia que le daba ese país al hecho) así como diversas autoridades de la iglesia encabezados por el monseñor Felipe Cortesi, el rector de la Univ. de La Plata Julio Castiñeira, el director de Meteorología, Geofísica e Hidrología, numerosos miembros de la Asociación Argentina Amigos de la Astronomía (AAAA) miembros de la Compañía Hispano-Argentina de Electricidad (empresa que había realizado la principal donación al observatorio) y varias autoridades militares.

Se inaugura el pabellón principal, que albergaba los instrumentos de medición y registro de corrientes telúricas, potencial atmosférico, conductividad eléctrica del aire, presión barométrica, dirección y velocidad del viento, el archivo, la biblioteca, el laboratorio fotográfico, oficinas varias, así como las habitaciones para el director y el personal auxiliar, al aire libre, en casillas de tela metálica, se habían montado aparatos para registros atmosféricos y determinación de números de iones, en general, los instrumentos se vinculaban con los temas de estudio de su primer director, Ignacio Puig.

En el Observatorio se formaron tres secciones, Astrofísica para el estudio físico de los astros en particular el Sol y la Luna, así como los rayos cósmicos, Electrometeorología para la investigación de la electricidad atmosférica y Geofísica, para el seguimiento de los fenómenos sísmicos, magnéticos y eléctricos de la corteza terrestre.



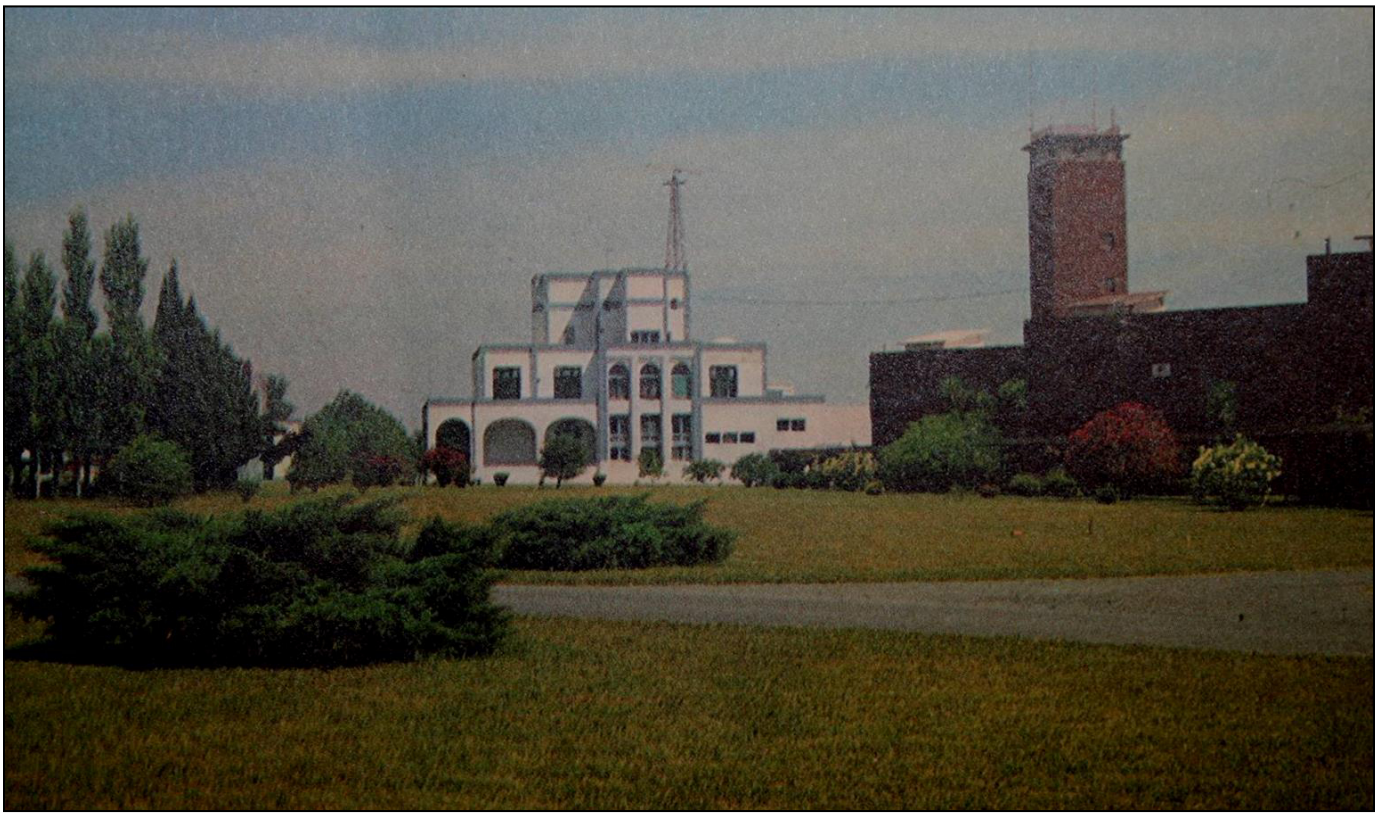


En 1952 se comienza con el catálogo de manchas solares observadas fotográficamente con un anteojo Zeiss de 5", esto se hizo posible dentro de las estrecheces económicas de aquellos tiempos, en vista de que se iba dando en los medios científicos una mayor importancia a las observaciones solares, concentró sus esfuerzos en un plan de dos partes, en la parte óptica el instrumento más indispensable para seguir de cerca la actividad solar, era un Filtro monocromático de Lyot para la raya Hα del hidrógeno, el Filtro Monocromático de Lyot consiste en un conjunto de piezas ópticas planas, unas de cuarzo, otras de polaroid y otras de espato de Islandia, de distintos grosores, que tienen la propiedad en su conjunto de tener un paso-banda de 1 Å, o menos, cuando está a la temperatura correcta, posée la gran ventaja de que se logra obtener la imagen completa del sol para fotografiarla en pocos segundos, con un aparato pequeño, comparado con el espectrógrafo solar, más lento y de dimensiones mucho mayores, este filtro está incorporado en un anteojo astronómico de 5" con montura ecuatorial y seguimiento con motor sincrónico, durante los equinoccios el movimiento en declinación es considerable, un corrector con células fotoeléctricas centra la imagen solar sobre la película de 35 mm que la registra periódicamente a intervalos programados, además posee un fotómetro que regula la exposición, la finalidad de éste instrumento es principalmente la de patrullaje de fulguraciones solares, de particular interés por la longitud a que se encuentra Buenos Aires con respecto a la costa N. Americana

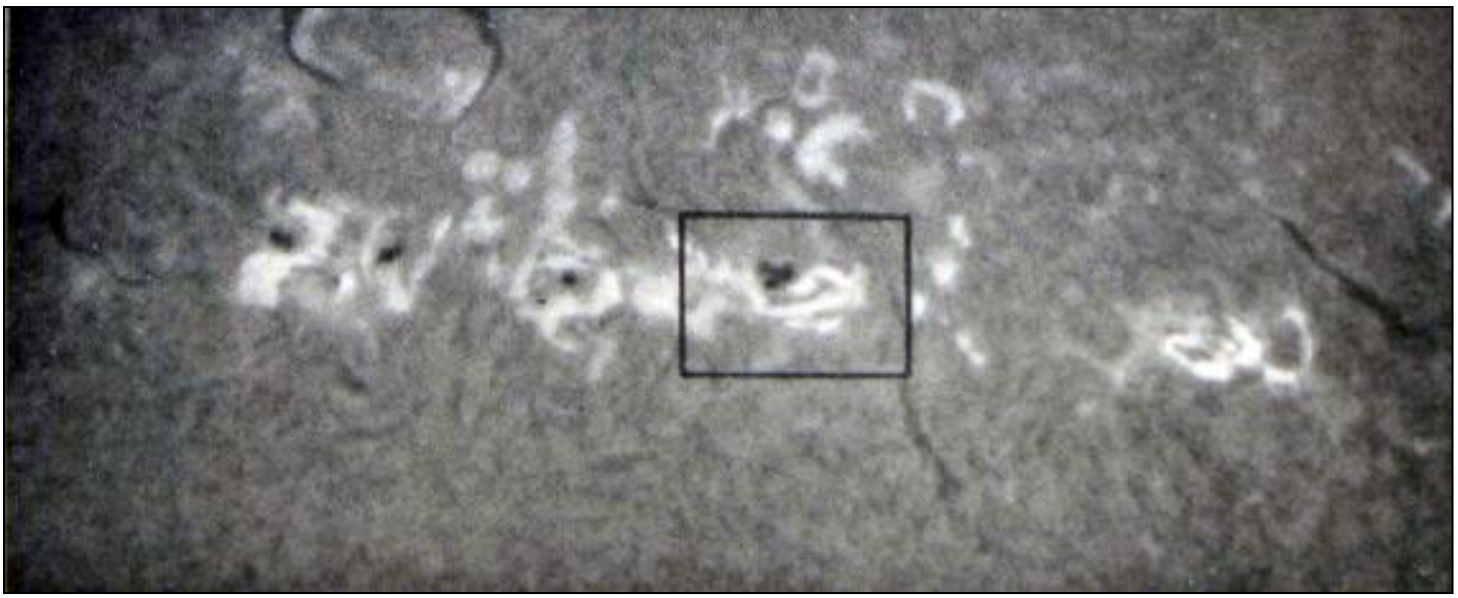
El espectrógrafo Solar fue visto en Manila un prototipo construido por la American Optical Co., de Pittsburgh, bajo la dirección del Padre Dr. R. Miller de dicho observatorio, se comenzó la construcción de un segundo aparato, la excelencia del aparato puede ser juzgada por algunas de sus características más saliente óptica de cuarzo; celóstato con espejos de 410 mm de diámetro, rendija de 80 mm refrigerada por agua, imagen solar de 70 mm, poder de resolución de 4×10^5, que lo colocan entre los seis, o siete primeros del mundo.

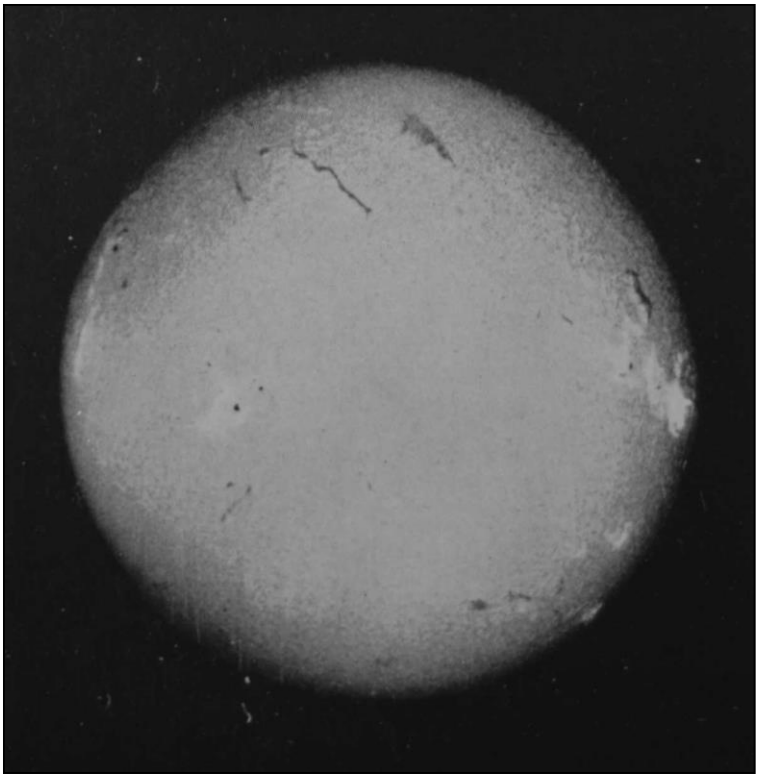
Para poder sacar el máximo partido de estos refinamientos, se tuvo que construir un doble edificio, uno dentro del otro, para evitar vibraciones debidas al viento, o bien movimiento de personas, se rodeó el edificio exterior con un lago circular para reducir las corrientes de convección, se diseñó un nuevo tipo de cúpula que consta de seis gajos plegables, para evitar turbulencias del aire, se encerró la parte espectrográfica en un gran tanque giratorio de 4.50 m. de altura, de construcción sumamente rígida y capaz de mantener un alto vacío, el fin al que se dedicaría este instrumento era el de investigación solar óptica, la capacidad del instrumento no quedaba agotada con lo que pueda hacer el personal de San Miguel y, por lo tanto, había tiempo disponible para otros investigadores, la red de difracción es de Bausch & Lomb, con 699 rayas/mm y con un bisel de unos 28°, lo cual hace que se empleen los espectros de 2° y 3° orden, los motores de seguimiento y de la cámara fotográfica, son alimentados con una corriente de 400 c/s, ligeramente ajustable en frecuencia, el espectrógrafo fue puesto en funcionamiento en marzo de 1970.

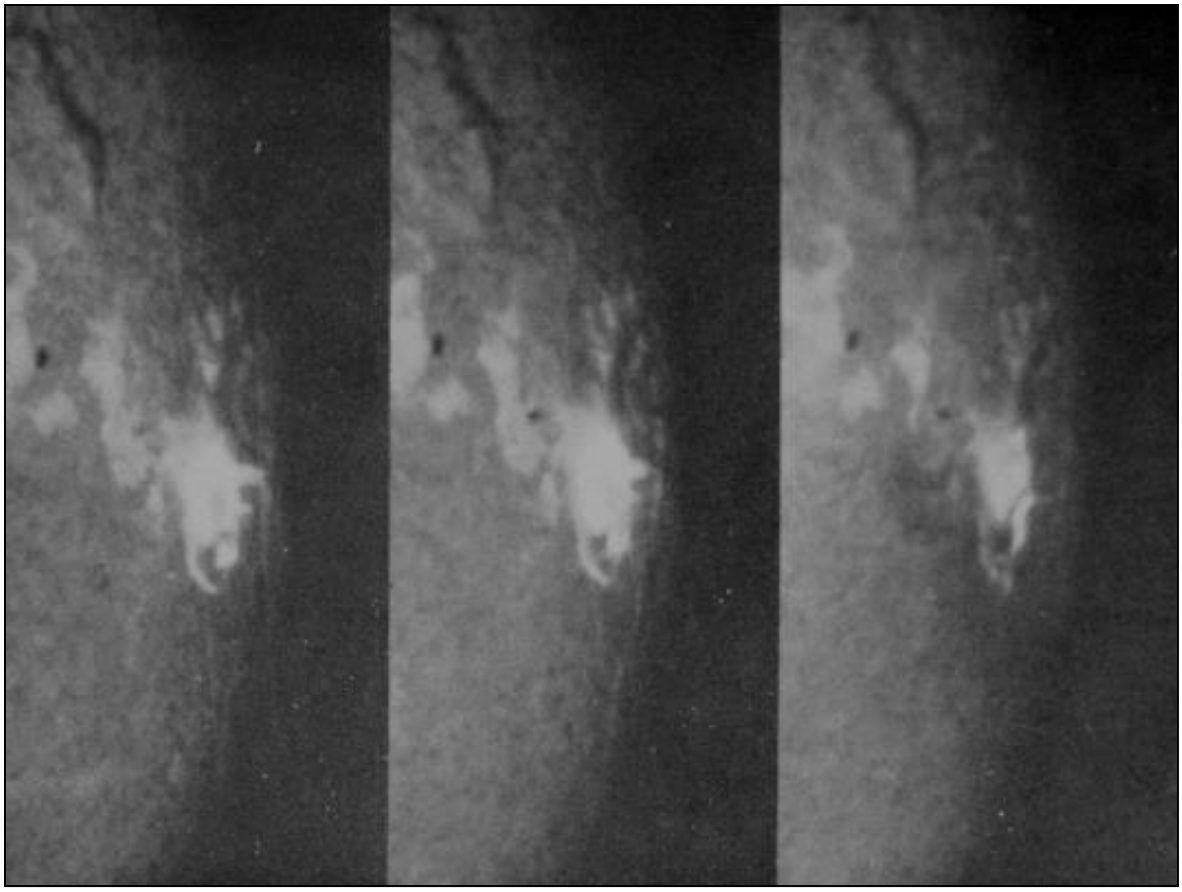
Trabajos realizados en esta Sección relacionados con las observaciones diarias se enviaban a los centros World Data Collection Center, de Boulder; Meudon y Moscú; comprenden datos sobre la fotosfera y manchas solares (números de Wolf) y sobre la cromosfera y fulguraciones, debido a las buenas condiciones de visibilidad en San Miguel, con frecuencia se enviaban datos a Meudon y Zurich.



La corona solar, importante parte del Sol, no podía ser observada satisfactoriamente desde San Miguel por métodos ópticos debido a la dispersión de la luz ambiente, de ahí el recurso de la radioheliografía es bien conocida la relación existente entre la frecuencia en que se reciben las perturbaciones radiosolares y la altura dentro de la corona en que se producen, la intensidad del flujo recibido en radio frecuencia puede medirse, en general, con mucha mayor precisión que en el espectro visible y conducen una mejor apreciación de la magnitud de las convulsiones solares y las temperaturas que reinan en la cromosfera y corona solar, esto indujo a pensar en la creación de una nueva sección en el Observatorio de S. Miguel, fue concebida la Sección Radioheliografía según los modelos de los observatorios de Cambridge, Joddrell Bank y París, en donde un laboratorio electrónico bien equipado podía crear, modificar y calibrar los instrumentos que se necesitasen para las diversas observaciones y experimentos, así se comenzó con la construcción de un radiómetro sintonizado en 408 Mc/s. (por ser esta una banda protegida para radioastronomía) y un punto intermedio entre las ondas métricas que presentan fenómenos más complejos y generalmente de origen no térmico y las ondas centimétricas que presentan estructuras más sencillas, el instrumento, que emplea un reflector sólido de 5 m de diámetro, ha sido calibrado para medir directamente el flujo solar durante todo el día, como también la amplitud de los bursts que vayan ocurriendo, la calibración y estabilidad se comprueba cada 5 minutos, cuando queda conectada en lugar de la antena, una resistencia de 50 Ω a la temperatura ambiente, también dos veces por día se enfoca la antena a unos 15° más al E del sol, los registros obtenidos se miden y su reducción numérica se envía cada mes a diversos observatorios y centros mundiales, en este contexto, el OFCSM decidió instalar un radiómetro interferométrico para la banda de 3 cm, con una separación entre antenas de 6000 lambdas, siendo capaz de una resolución en el plano N-S de 30" de arco.







En noviembre de 1977, la Fuerza Aérea Argentina (FAA) adquiere el predio y las instalaciones fijas, móviles y el instrumental científico del antiguo Observatorio astronómico de San Miguel, para que la Comisión Nacional de Investigaciones Espaciales (CNIE) pudiera desarrollar adecuadamente sus actividades de campo, la incorporación de algunos programas científicos de la CNIE y la conversión del complejo en Centro Espacial San Miguel, establece las pautas del destino que se reservaría para estas instalaciones, la CNIE continúa desde 1978 con los estudios que realizaba la Comisión Nacional de Estudios Geoheliofísicos que, con el refuerzo de los medios que aporto la FAA, inició nuevas líneas de investigación en el área de Matemática Aplicada, Geología Económica, Geofísica y Energía no Convencional, sumado a los departamentos de Física Solar y Lucha Antigranizo, en 1990, con el traspaso de todas las facilidades de la CNIE a la Comisión Nacional de Actividades Espaciales (CONAE) se pone fin a toda una rica historia de observaciones solares en el OFCSM.

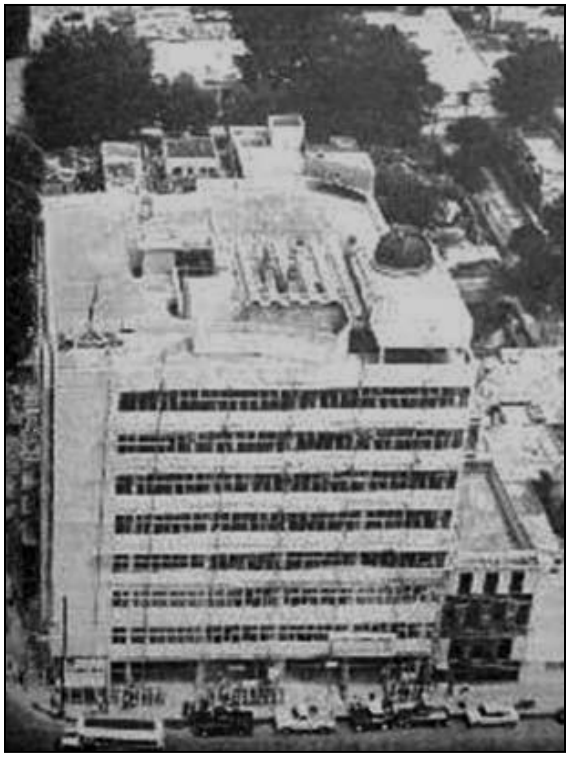
Observatorio Astronómico Biblioteca Constancio C. Vigil

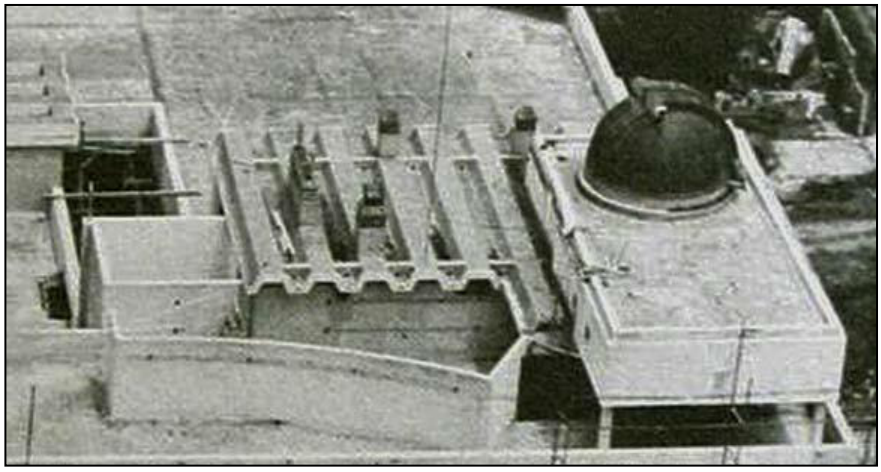
Desarrollada en la década de 1950, la Biblioteca Provincial Constancio C. Vigil, nació como biblioteca de una Sociedad Vecinal emplazada en una humilde barriada del Sur de Rosario, Provincia de Santa Fe, Argentina, gracias al empuje de un grupo de jóvenes estudiantes y al aporte creciente de una rifa adquirió autonomía, su sede se hallaba en un edificio propio de siete pisos y planta baja, en calle Alem 3078, contaba en el lugar además de la biblioteca que satisfacía las demandas de más de 20000 socios, gimnasios, escuelas de arte, anfiteatro, editorial de autores regionales como también la concreción de un prestigioso observatorio astronómico

Integraban el staff del observatorio astronómico de la entidad, su director el profesor Marcelo Casciani, J. Feugeas (físico y especialista en plasmas y física solar, con cursos de post grado en Boulder-Colorado) J. Jardón (avanzado estudiante de Física) R. Koropecki (físico) T. Bessio, especialista en Astronomía de Posición y el prof. V. Capolongo.

Se dictaban en él para la Universidad Popular Constancio C. Vigil, cursos semestrales de Astronomía General, Astronomía de Posición y Astrofísica, las instalaciones del observatorio, además del albergue de un doblete reflector/refractor con cúpula accionada eléctricamente, contaba con aulas, laboratorio, oficinas, cuarto oscuro, biblioteca y un llamado patio de sombra (recinto abierto que impedía el acceso de la luz difusa circundante, para utilizar pequeños instrumentos)

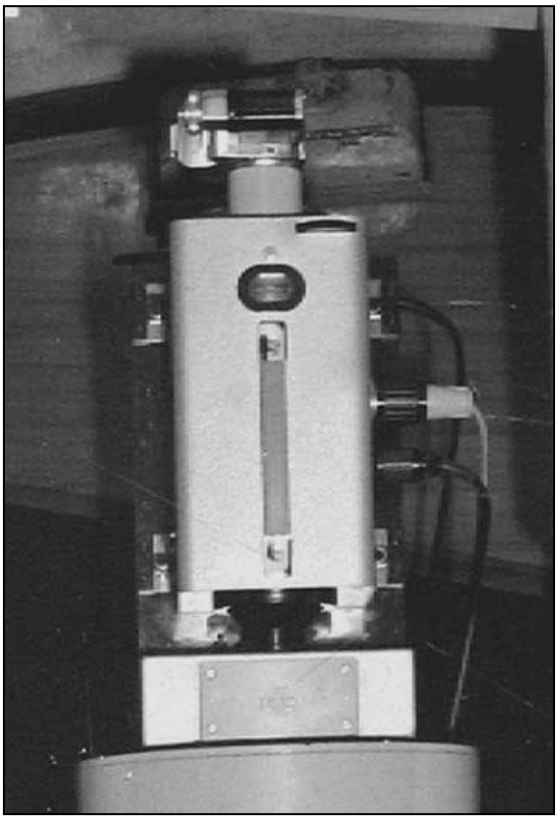
En el observatorio se hacía astronomía general y en particular física solar con registros fotográficos diarios en Hα, se trabajaba para el entonces Observatorio de Física Cósmica de San Miguel, que proveía la costosa película solar para el registro diario de la actividad en Hα (Línea de emisión del Hidrógeno neutro), mediante un monocromador de Lyot marca Zeiss único en Latinoamérica adosado al telescopio; un doblete refractor/reflector Zeiss de 15 y 30 cm de diámetro, respectivamente; foco Coudé, instrumento que permitía leer la actividad solar en la propia línea Hα del espectro o a voluntad con más ó menos ¼ λ, determinando así la posibilidad de registrar mediante efecto Doppler la intensidad y evolución de la actividad de superficie de la estrella.





Esas imágenes con determinación precisa de posición en coordenadas solares (diez veces más exactas de lo que se hacía habitualmente en el país, gracias a un instrumento diseñado y construido por Marcelo Casciani, director del Observatorio (poseía una fábrica de desarrollo y construcción de aparatos científicos electrónicos prestigiados en la actividad fisicoquímica y nuclear) los gráficos base para el desarrollo de las planchas utilizadas para tales mediciones, estaba constituida por el grupo de excelentes coordenadas distribuidas por la Asociación Argentina de Amigos de la Astronomía en la década de 1960, con el fin de que los astrónomos aficionados determinaran con precisión el Número de Wolf, tales imágenes en Hα, del disco solar completo, se utilizaban en los Solar Reports internacionales, que el observatorio recibía regularmente.

Doblete reflector-refractor

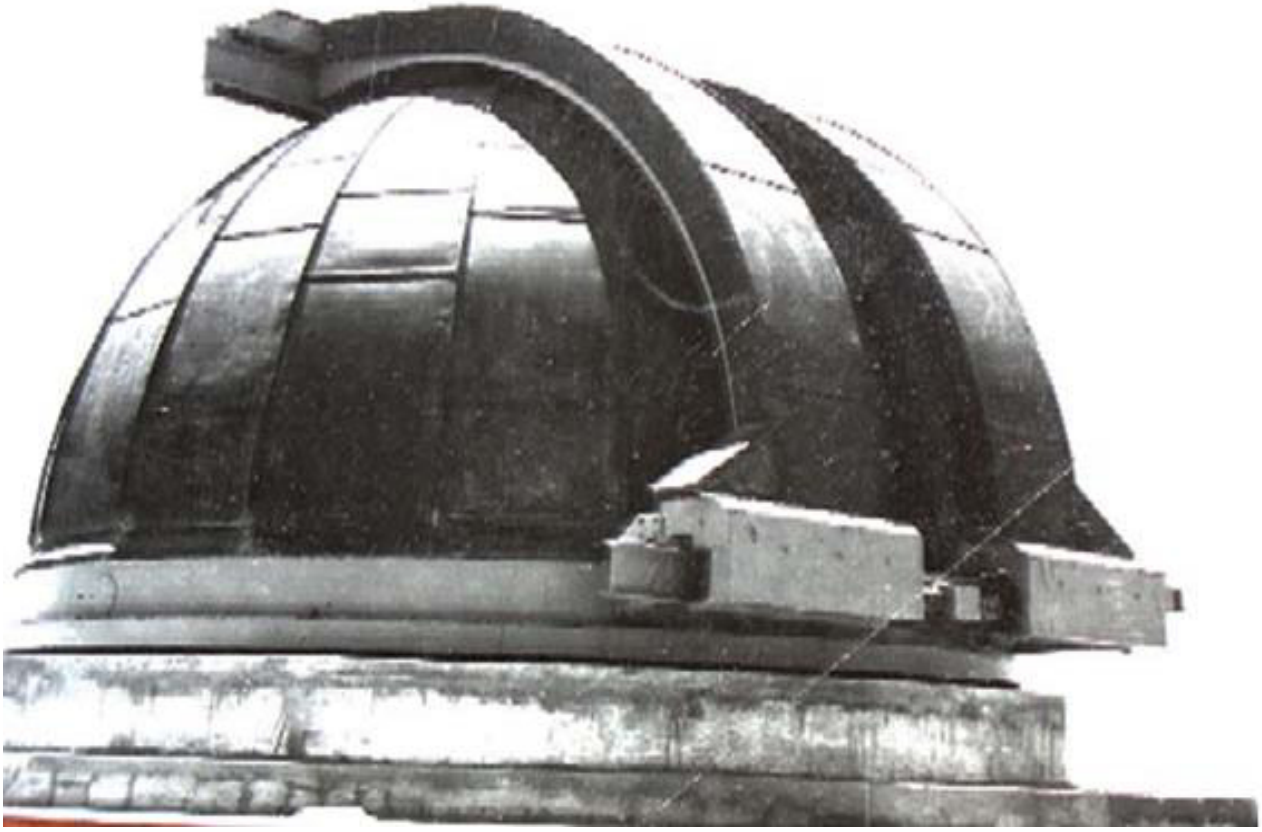


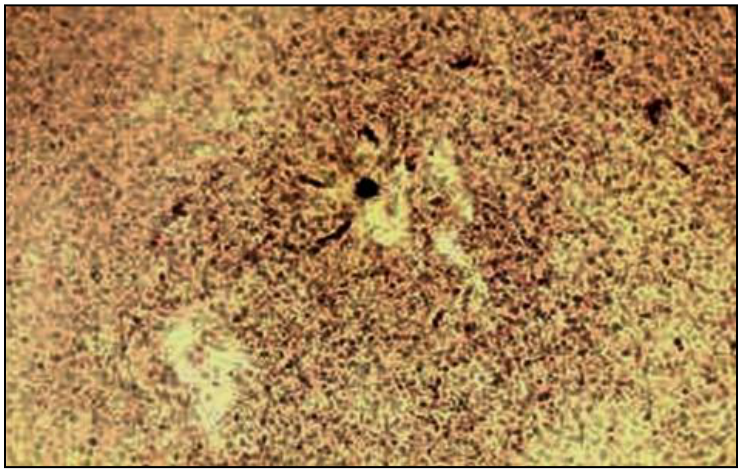
Es importante destacar el esfuerzo e inversión realizada para instalar en plena ciudad de Rosario, un instrumental tan sofisticado con ese fin, el mismo se adquirió en Alemania en 1957, arribó al país en 1958 y recién se habilitó cuando se terminó de construir el Observatorio en el período 1968-1970.

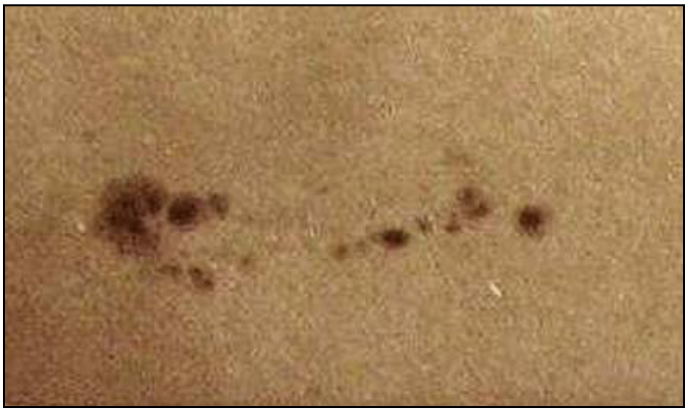
En la Delegación Santa Fe de la Biblioteca Popular Constancio C. Vigil, funcionaba una oficina del Observatorio, instalada para divulgación y apoyo a la actividad de los interesados de la región, tenía por objeto difundir una práctica racional de la disciplina, la prensa de la época hizo referencia de esa actividad desplegada.

La situación económica imperante en la década de 1970 (en particular la hiperinflación desatada) determina su quiebra, no solo marcó el fin de esa gigantesca empresa cultural de bien público, sino también la muerte del Observatorio Astronómico en pleno funcionamiento, en el cual Edgardo Minitti era responsable del área de divulgación, como así también del Boletín Astronómico que se editaba mensualmente con gran éxito y difusión internacional (Uruguay, Brasil, Chile, Italia).

Cerrada la mencionada entidad, cayó en el abandono total, cuando se quiso recuperar y poner en marcha el reflector de 30 cm, no pudo dársele foco, fue inútil el esfuerzo, luego se intentó recuperar el aparato con un espejo de iguales dimensiones especialmente construido a ese efecto en el Dto. de Óptica de la Facultad de Ingeniería de la Universidad Nacional de Rosario (UNR) que nutría a los aficionados de la región con espejos de 15 cm para telescopios newtonianos, generados por los estudiantes del curso de Peritos Ópticos, pero los resultados aparentemente no fueron buenos, es evidente que el espejo original Zeiss sería asférico y la fórmula para la generación de la curva de su superficie no era conocida, el nuevo objetivo introduciría alteraciones en la formación de imágenes, así pasó a la historia una empresa astronómica notable de la cual casi no se habla en la actualidad.



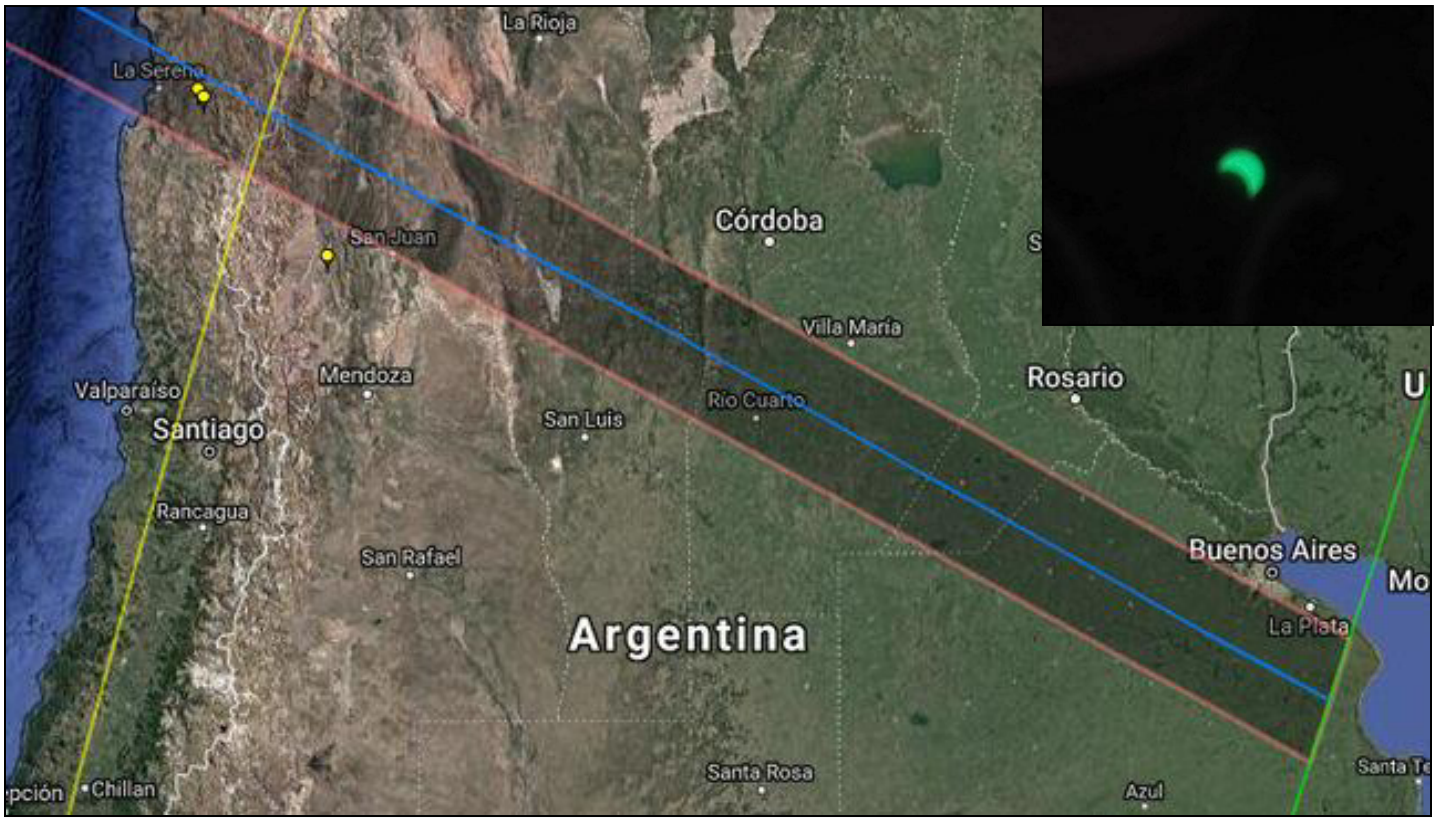




Noticias

En el marco de un día de excelentes condiciones meteorológicas, miembros de la Sociedad Lunar Argentina (SLA) pudieron observar (con medios ópticos adaptados a tal suceso) el eclipse de Sol del día 02-07-2019 desde cercanías de la ciudad de Paraná pudiendo tomar fotografías (aunque de manera rudimentaria) del evento astronómico.

Un eclipse solar ocurre cuando la Luna pasa entre la Tierra y el Sol, oscureciendo total o parcialmente la imagen del Sol para un espectador en la Tierra. Un eclipse solar total ocurre cuando el diámetro aparente de la Luna es mayor que el del Sol, bloqueando toda la luz solar directa, convirtiendo el día en oscuridad, este eclipse total ocurrió en una estrecha faja de unos 200 Km de ancho, la rotación de la Tierra se encargó de que esta zona se vaya desplazando por la superficie de la Tierra siempre de O a E, formando una banda de totalidad, esta banda de totalidad recorrió 11252 Km, comenzando por la mañana en el Océano Pacífico Sur, al E de Nueva Zelanda, algunas islas de la Polinesia como Samoa, Tonga, Islas Cook, Kiribati, Polinesia Francesa y Pitcairn, moviéndose en dirección N-O, luego tomó dirección S-E y al atardecer pudo observarse en Argentina y Chile también pudo verse de manera parcial en una amplia zona del S de América del Sur (incluyendo las islas del Pacífico)



Compartiendo la pasión por la astronáutica, el espacio y la aviación estamos en

Biblioteca Instituto Nacional de Derecho Aeronáutico y Espacial (INDAE), Fuerza Aérea Argentina

Cometaria https://cometasentrerios.blogspot.com

Argentina en el espacio http://argentinaenelespacio.blogspot.com/

Libros, Revistas, Intereses http://thedoctorwho1967.blogspot.com/

Archivo Histórico de Revistas Argentinas www.ahira.com.ar

Turismo Sideral https://turismo-sideral.com.ar

Estación Vientos del Sur http://vientosdelsurestacion.blogspot.com/

Sociedad Lunar Argentina https://sites.google.com/site/slasociedadlunarargentina/

Fuentes de información y fotos vertidas en el contenido de esta publicación

Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía N° 15, 1970

Historia de un observatorio astronómico desconocido, Minitti E.R.

Iniciación a las ciencias del espacio, S. Glasstone, Aguilar, 1965

National Aeronautics and Space Administration (NASA)

Mc Math-Pierce Solar Observatory, Kitt Peak National Observatory (NOAO)

Muy Interesante, revista, 1986

Wikipedia, enciclopedia virtual

Capsula Espacial

capsula-espacial.blogspot.com